BIBLIJOTEKA MATEMATYCZNO-FIZYCZNA.

KOSMOGRAFIJA.

PLAN BIBLIJOTEKI MATEMATYCZNO-FIZYCZNÉJ.

Seryja pierwsza (12-mo).

Tom I. **Początki arytmetyki** M. Berkmana. Str. X + 266; z drzeworytami w tekście. W oprawie kop. 65.
Tom II. **Wiadomości początkowe z fizyki** S. Kramsztyka. Książeczka I. Wydanie 2-ie. Str. XII + 105, drzeworytów 61. W oprawie kop. 40.
Tom III. Toż. Książeczka II. Str. VIII+132; drzeworytów 56. W oprawie kop. 45.
Tom IV. **Wiadomości początkowe z gieografii fizycznéj i meteorologii** A. W. Witkowskiego. Str. VIII + 108; drzeworytów 22, litografij 4. W oprawie kop. 45.
Tom V. **O najprostszych figurach gieometrycznych** M. Berkmana. *Wkrótce wyjdzie z druku.*

Seryja druga (12-mo).

Tom I. **Arytmetyka** M. Berkmana. *W. w. z d.*
Tom II. **Krótki wykład gieometryi.**
Tom III. **Krótki wykład początków algiebry.**
Tom IV. **Przystępny wykład fizyki.**
Tom V. **Kosmografija i gieografija fizyczna z meteorologiją.**
Tom VI. **Nauka rysunków technicznych.**

. . . .

Seryja trzecia (8-vo).

Tom I. **Arytmetyka**, kurs teoretyczny M. A. Baranieckiego, z przypiskami A. Żbikowskiego i J. N. Frankego. Str. LVIII+375, z drz. w tekście. Rub. 1 kop. 70.
Tom II. **Zadania arytmetyczne** A. Jurgielewicza. *W. w. z d.*
Tom III. **Algiebra elementarna i Teoryja przybliżeń liczebnych.**
Tom IV. **Gieometryja elementarna** J. Badowskiego. *W. w. z d.*
Tom V. **Początkowy wykład syntetyczny własności przecięć stożkowych** M. A. Baranieckiego. Str. XVI+131; drzeworytów 63. Kop. 85.
Tom VI. **Trygonometryja płaska i kulista.**
Tom VII. **Miernictwo.**
Tom VIII. **Zasady fizyki** A. W. Witkowskiego. *W. w. z d.*
Tom IX. **Kosmografija** J. Jędrzejewicza ze wstępem historycznym H. Merczynga. Str. XLVIII+400; drzew. 245, tablic X. Rub. 3 kop. 80.
Tom X. **Gieografija fizyczna z meteorologiją.**
Tom XI. **Gieometryja wykreślna.**
Tom XII. **Mechanika elementarna.**

. . . .

Seryja czwarta (8-vo Lex).

Tom I. **Wstęp do analizy** M. A. Baranieckiego. *W. w. z d.*
Tom II. **Rozwiązywanie równań liczebnych** J. Sochockiego. Str. XII+212; drzeworytów 9. Rubli 2.
Tom III. **Teoryja równań algiebraicznych** J. Sochockiego. *W. w. z d.* (*)
Tom IV. **Gieometryja analityczna** W. Zajączkowskiego. Str. XL+511; drzeworytów 85. Rubli 3.
Tom V. **Gieometryja syntetyczna.** (**)
Tom VI. **Rachunek różniczkowy i całkowy.**
Tom VII. **Ćwiczenia z rachunku różniczkowego i całkowego.** (***)
Tom VIII. **Rachunek waryjacyjny.**
Tom IX. **Rachunek prawdopodobieństwa i Metoda najmniejszych kwadratów.**
Tom X. **Mechanika teoretyczna** J. N. Frankego. *W. w. z d.*
Tom XI. **Rachunki wykreślne.**

. . . .

Tom dodatkowy «Biblijoteki». **Słownik matematyczno-fizyczny.**

Jako uzupełniające seryją IV «Bibl. mat.-fiz.» należy uważać następujace dzieła, ogłoszone przez biblijotekę kórnicką:

(*) **Teoryja wyznaczników,** kurs uniwersytecki M. A. Baranieckiego. Paryż, 1879. 8-vo, str. XXII+600. Marek 12.
(**) **Wykład gieometryi wykreślnéj** E. Sągayły. Paryż, 1882. 4-to, str. 444 z bardzo wielu drzeworytami w tekście, oraz LXII tablice miedziorytów. Marek 24.
(***) **Wykład nauki o równaniach różniczkowych** W. Zajączkowskiego. Paryż, 1877. 8-vo, str. XXIV+904. Marek 20.

BIBLIJOTEKA MATEMATYCZNO-FIZYCZNA,

WYDAWANA POD KIERUNKIEM

M. A. BARANIECKIEGO I A. CZAJEWICZA

Z ZAPOMOGI KASY POMOCY DLA OSÓB, PRACUJĄCYCH NA POLU NAUKOWYM, IMIENIA JÓZEFA MIANOWSKIEGO.

SERYJA III. TOM IX.

KOSMOGRAFIJA.

NAPISAŁ

JAN JĘDRZEJEWICZ,

LEKARZ WOLNOPRAKTYKUJĄCY, WŁAŚCICIEL OBSERWATORYJUM ASTRONOMICZNEGO W PŁOŃSKU.

ZE WSTĘPEM HISTORYCZNYM

H. MERCZYNGA.

WARSZAWA.

W DRUKARNI NOSKOWSKIEGO.

1886.

Дозволено Цензурою.
Варшава 15 Февраля 1886 г.

Drzeworyty ciął W. Bojarski.
Papier z papierni w Pilicy.

Ściśle naukowe studyja astronomiczne tak nielicznych u nas znajdują zwolenników i tak nieprawdopodobne jest powiększenie się ich zastępu w niezbyt oddalonéj przyszłości, iż, przy układaniu planu «Bibl. mat.-fiz.», w jéj IV seryi wypadło całkiem pominąć astronomiję.

Względem jednak téj nauki należało w takim, jak «Bibl.», wydawnictwie poczuć się do obowiązku przedstawienia przynajmniéj stanu obecnego tych rezultatów badań astronomicznych, które zasługują na szérsze rozpowszechnienie i nadają się do wykładu, utrzymanego na poziomie ostatnich klas szkoły średniéj ogólnéj. Od czasu bowiém, gdy w literaturze naszéj ogłoszoną została ostatnia tego rodzaju książka, opracowana przez kompetentnego autora, t. j. astronoma, mija ćwierć wieku — a w tym okresie powstały nowe metody badań, zrobiono wiele nowych spostrzeżeń doniosłych, niektóre kwestyje wyjaśniono umiejętnymi teoryjami. Rozejrzéć się w tych nabytkach, wydzielić z nich to, co uważać można za stanowcze lub wielce prawdopodobne, poprzéć taki pogląd odpowiednim uzasadnieniem, a w należytym rozwinięciu uprzystępnić, o ile można, ważniejsze astronomiczne zagadnienia, choćby one dotąd w podobnego rodzaju opracowaniach były pomijane — oto jeden rodzaj założeń, jakie miéć musiało opracowanie kosmografii w seryi III «Bibl.»

Gdyby bowiém w seryi IV tego wydawnictwa astronomija była uwzględniona, ten jego tom byłby zwięzłym, treściwym podręcznikiem, charakteru ściśle szkolnego, a wtedy wszystkie szczegółowsze rozwinięcia kwestyj drugorzędnych, przytoczenia spostrzeżeń podstawowych, uzasadnienia niektórych specyjalniejszych wniosków znalazłyby się w dalszéj seryi «Bibl.», coprawda w wykładzie ściśléj umiejętnym całości głównych działów astronomii, jako tle, do któregoby podręcznik do nauczania kosmografii odnieść należało. Bez takiego właśnie tła w naszéj literaturze naukowéj wogóle było niewłaściwe ograniczenie zadania tego tomu do pełnienia roli wyłącznie podręcznika. Przybywał prócz tego wzgląd, że obecnie nie zachodzi wielka potrzeba książki szkolnéj, poświęconéj wykładowi zwięzłemu kosmografii w klasach wyższych gimnazyjów. Mimo to, z uwagi, iż całość seryi III «Bibl.» ma miéć głównie na widoku wychowanie średnie ogólne, przygotowywujące do wyższych studyjów specyjalnych, nie można było dziełu temu nadawać charakteru t. z. astronomii popularnéj, choćby to mogło miéć wpływ na większy na nią popyt, prędszą jéj rozprzedaż. Innego więc rodzaju założeniem było utrzymanie takiego

nastroju wykładu, iżby w nim znalazły zastosowania wiadomości matematyczne i fizyczne ucznia klas wyższych szkoły średniéj ogólnéj, oraz baczność na to, iżby przyswojenie sobie na takim poziomie utrzymanych wielu rozumowań obudziło w czytelniku w najwłaściwszy właśnie sposób zainteresowanie się samym przedmiotem.

Po szczegółowym rozważeniu tych założeń, stanęło na tym, aby ta książka, przy zachowaniu takiego układu treści i takiego nastroju, jaki byłby właściwy podręcznikowi w klasie wyższéj szkoły średniéj ogólnéj, podawała dość szczegółowe rozwinięcia kwestyj poruszanych, nie pomijając niektórych specyjalniejszych, t. j., aby miała niejako charakter książki, według któréj nauczyciel, ograniczając się do rzeczy głównych i starając się o treściwość w ich przedstawieniu, mógłby prowadzić nauczanie w gimnazyjum, zachęcając ciekawszych do odczytywania w całości odpowiednich części samego dzieła. —

Ustępując przed argumentem, że słusznie cieszące się uznaniem w literaturach obcych opisowe książki astronomiczne są wyłącznie przez astronomów opracowane, autor téj «Kosmografii», choć się nauczaniem nie zajmował, podjął się jéj ułożenia, mimo że go to odrywało od jego zawodowych i naukowo-astronomicznych zajęć. —

Co do wstępu historycznego, to, przy takim charakterze wykładu kosmografii, odnosić się on musiał do astronomii wogóle, co nie było zadaniem wdzięcznym, gdyż należało na niewielu tylko kartkach mówić o tym, czemu są poświęcane obszerne tomy, trzeba więc było pominąć wiele szczegółów, któreby się podać pragnęło. Dlategotéż wyłącznie tylko Kopernikowi jest w tym «Krótkim rysie rozwoju astronomii» nieco obszerniejszy ustęp poświęcony. —

Liczne drzeworyty w tekście, jak również dołączone do dzieła tablice, choć niewielką jest ich ilość, podniosły cenę téj książki. Wobec jednak tak nieczęsto zdarzającéj się sposobności publikowania u nas dzieła tego rodzaju, godziło się wydać je odpowiednio do obecnych wymagań.

22 lutego r. 1886.

M. A. B.

SPIS RZECZY.

PRZEDMOWA.

Badanie otaczającego nas wszechświata (kosmos, universum) stanowi wogóle przedmiot wszystkich nauk przyrodniczych. Obszerność przedmiotu wytworzyła całą grupę nauk oddzielnych, a jednak schodzących się z sobą w punktach spólnych badań. Pozostawiając studyjowanie przedmiotów i zjawisk najbliżéj nas otaczających na ziemi naukom specyjalnym: fizyce, chemii, meteorologii i t. d., a zastanawiając się nad światami odległymi i ich związkiem z ziemią jako całością, natrafiamy na trzy ważne pytania. Piérwsze z nich dotyczy stanu świata dziś istniejącego, drugie jego przeszłości, trzecie ogólnego jego znaczenia. Piérwszym z tych pytań zajmuje się «kosmografija», drugie jest zadaniem «kosmogonii», trzecie należy do «kosmologii».

Kosmografija, jako nauka opisowa, winna przedewszystkim uwzględnić niedokładność zmysłów naszych w ocenianiu tego, co około siebie spostrzegamy. Oko ludzkie nie jest w stanie objąć złożonych ruchów ziemi i innych odległych światów, i tu właśnie niedokładność wzroku ujawnia się najwięcéj. Dopiéro rozumowanie, oparte na spostrzeżeniach, jest w możności przedstawić układ świata prawdziwy i oddzielić złudzenie od rzeczywistości, tak co do rozmiarów jak i co do ruchów, światowi właściwych. To zadanie kosmografii, w znacznéj części gieometryczne, do ostatnich czasów przedstawiało się jako główne. Rozwój w bieżącym wieku fizyki kosmicznéj rozszérzył dziś program kosmografii, dodając do niego rezultaty badań stanu fizycznego ciał niebieskich.

Nauka, tym przedmiotem zajmująca się, «astro-fizyka», stanowi część nieodłączną kosmografii. Badanie fizyczne i matematyczne kuli ziemskiéj, wchodzące właściwie w zakres kosmografii, z powodu nagromadzenia się materyjałów stanowi przedmiot oddzielnéj nauki, «gieografii fizycznéj».

Kosmogonija w badaniach swych przeszłości świata fizycznego opiéra wnioski na stanie rzeczy dzisiejszym, ale do odległéj przeszłości sięga tylko zapomocą rozumowania i tym sposobem posiada tylko charakter teoryi.

Kosmologija nakoniec zajmuje się tymi pytaniami, które drogą doświadczalną rozwiązać się nie dadzą, jak: celem świata, jego początkiem i końcem i t. d., a tym sposobem wychodzi z zakresu nauk przyrodniczych i jest właściwie częścią metafizyki. —

Z tych trzech działów nauki o wszechświecie jedna tylko kosmografija ma podstawę opartą na bezpośrednich spostrzeżeniach, dostarczanych jéj przez praktyczną astronomiją.

Dane jednak kosmograficzne, tyczące się zarówno rozmiarów świata, jak jego postaci i stanu fizycznego materyi, składającéj go, są częstokroć tak różne od tego, co nas najbliżéj na ziemi otacza, że samo ich wymienienie bez dowodów i sposobów, jakimi do poznania ich doszliśmy, nie wystarcza ani do ich zrozumienia, ani do utrwalenia w umyśle. Dlatego przyjęto powszechnie przy opisach kosmograficznych podawać objaśnienia matematyczne i fizyczne w zakresie, odpowiadającym fizyko-matematycznemu przygotowaniu czytelników. Tegoteż sposobu trzymałem się w niniejszym dziele, opracowanym na wezwanie Redakcyi «Biblijoteki matematyczno-fizycznéj», starając się zapomocą praw matematyki elementarnéj, znanych każdemu średnio wykształconemu umysłowi, objaśnić większość prawd kosmograficznych. Niewszędzie to wystarczało do żądanego celu; w przedmiotach więc trudniejszych albo niektóre objaśnienia pomieściłem drukiem drobnym, albo zrobiłem wzmiankę o dziełach specyjalnych, w których owe objaśnienia z całą ścisłością wyprowadzone się znajdują. Że

ten sposób wykładu w nauce, opartéj na rozwiązywaniu najwyższych zadań matematycznych, musi miéć pewne niedogodności — samo z siebie jest widoczne. Wartości liczebne, przybliżonymi sposobami otrzymane, muszą być tylko przybliżone i jako takie je wogóle uważać należy; różnice zaś pozornie znaczne, jakie w wartościach, różnymi drogami otrzymanych, znajdujemy, łatwo się objaśniają tą okolicznością, że jedyną bezpośrednio dostępną jednostką do mierzenia wszystkich wymiarów świata jest wielkość naszéj ziemi, bardzo stosunkowo nieznaczna wobec trudnych do pojęcia wielkości innych światów i ich od siebie odległości; małe więc niedokładności w samych wymiarach ziemi sprowadzają ogromne różnice w mierzonych nimi odległościach. Dla należytego ocenienia takich różnic, weźmy jako przykład odległość ziemi od słońca. Za podstawę do jéj obliczenia służy kąt, pod jakim promień równikowy kuli ziemskiéj, mający 859,4 mili gieogr., byłby widziany, gdybyśmy patrzyli na ziemię ze środka słońca. Kąt ten, trudny do dokładnego oznaczenia, zwany paralaksą słońca, do ostatnich lat przyjęty był jako równy 8″,9, a odległość słońca od ziemi, z téj liczby obrachowana, wynosiła 19 929 314 mil gieogr. Gdy ostatnie spostrzeżenia poprawiły kąt paralaksy słońca tak, że zamiast 8″,9 przyjęto 8″,85, to wskutek tego na odległość słońca wypada 20 047 052 mil g., a tym sposobem mała różnica kąta (0″,05) w paralaksie sprowadziła różnicę w obliczanéj odległości słońca 117 738 m. g.

Astronomija, jak każda nauka, nie jest nauką skończoną; udoskonala ciągle swe liczebne dane i poprawia je wskutek nowych spostrzeżeń. Promień ziemi w powyższym przykładzie może również ulec nieznacznéj poprawce, a wtedy wielkości, nim mierzone, zmienią się znowu.

Jeżeli daléj zastanowimy się nad sposobami bezpośredniego mierzenia wymiarów świata, to i tu przekonamy się o konieczności różnic, jakie z tych sposobów wynikają. Większość miar astronomicznych polega na mierzeniu kątów na kołach wielkich pozornéj kuli niebieskiéj, jakie tworzą dwa promienie,

od dwu punktów do naszego oka idące. Przy dzisiejszych najdokładniejszych narzędziach kąt, wynoszący 0",5, już z trudnością tylko zmierzyć się daje. Kąt 0",5 na sklepieniu nieba odpowiada zaledwie grubości cienkiéj nici pajęczéj; prawdziwy zaś wymiar linijowy, taką nitką zakryty, wzrasta wmiarę odległości mierzonego przedmiotu. Wynosi on w odległości księżyca około 1 kilometra, słońca 360 km., Saturna 3 400 km, Neptuna 10 500 km. Ponieważ mierzenie taką właśnie nitką, albo grubszą, najczęściéj się odbywa, więc nic dziwnego, że błędy w wymiarach przy różnych zdolnościach spostrzegaczów do podobnych liczb dochodzić mogą i że wzrastają one wmiarę odległości przedmiotu mierzonego. Tak np. niezgodność w miarach ciała niebieskiego w odległości Saturna, wynosząca około 3 000 kilometrów, jest zupełnie możebna i dziwić bynajmniéj nie powinna.

Przy takich różnicach, pozornie rażących w nauce ścisłéj dopóki nie zastanowimy się nad ich źródłem, różnicach, które pochodzą zarówno od doskonalenia danych, jak i od sposobów badania i rachowania, starałem się w całym wykładzie nietyle o zupełną ścisłość samych danych liczebnych, jak o to, aby one najprzystępniéj objaśnić były w stanie główne prawa kosmograficzne; w tablicach zaś odpowiednich podałem liczby ścisłe, na najnowszych spostrzeżeniach oparte i dziś ogólnie przyjęte. —

Co się tyczy wysłowień niektórych praw, winienem na nie zwrócić szczególną uwagę czytelnika, pragnącego się zaznajamiać po raz piérwszy z prawdami astronomicznymi.

Wszystkie światy nas otaczające, nie wyjmując naszéj ziemi, są w ciągłym ruchu. Wobec wpływów fizycznych jednych światów na drugie, ruchy ich muszą być w wielu względach nieregularne i nie dadzą się ująć w jedno prawo, ani co do postaci dróg, przez nie odbywanych, ani co do ich prędkości. Aby je poznać dokładnie, musimy przyjmować pewne oderwane pojęcia matematyczne, z początku prostsze, aby na nich, jak na szablonach ogólnych, oprzéć dalsze i stopniowe zmiany.

Kula ziemska nie jest kulą, ale kula matematyczna była piérwszą podstawą do określenia zboczeń postaci ziemi od téjże kuli wyobrażalnéj. Światło nie rozchodzi się po linijach prostych, bo ulega załamaniu w różnych środkach; w takim tylko razie przebiegałoby po linijach prostych, gdybyśmy mogli przypuścić bezwzględnie jednostajną gęstość środka, w którym przejście się odbywa, co praktycznie nie może miéć miejsca. Gwiazdy nie zakréślają kół od wschodu do zachodu, choć drogi ich pozorne za koła przyjmujemy, bo złożony ruch ziemi przez czas od wschodu gwiazd do ich zachodu otyle zmienia jéj położenie, że pozorne utworzenie się koła matematycznego staje się niemożebnym. Wysłowienia jednak takie w kosmografii muszą być przyjęte, jako tymczasowe środki, prowadzące stopniowo do wykrycia praw rzeczywistych—i jako tylko takie uważny czytelnik przyjmować je winien. Tą jedynie drogą możemy dójść do utworzenia sobie wyobrażenia o prawdziwym układzie świata—zbyt złożonym, aby go odrazu w jeden obraz ująć było można. —

W opracowaniu książki posiłkowałem się głównie dziełami Brunnow'a, Secchi'ego, Newcomb'a, Mädler'a, oraz publikacyjami bieżącymi obserwatoryjów w Bothkamp, O'Gyalla, Potsdamie i t. d., albo pracami, w dziennikach astronomicznych («Astronomische Nachrichten», «Bulletin astronomique» i t. d.) pomieszczonymi.

Co do najnowszych spostrzeżeń i teoryj starałem się tylko o takich wspominać, których przyjęcie przez naukę jest już stanowcze, albo przynajmniéj wielce prawdopodobne, opuszczając zupełnie te poglądy, które, jako jeszcze nieutrwalone, mogłyby tylko stanąć na przeszkodzie przyswojeniu pojęć już dowiedzionych. Bez teoryj zresztą opis świata byłby dziś niemożebny, zbyt wiele faktów jest dla nas jeszcze nieobjaśnionych i z konieczności zamiast ich wyjaśnienia musimy postawić teoryją, opiérając się na przyjętym dziś w nauce mniemaniu, że *każda teoryja naukowa*, choćby jeszcze niedostateczna, *byleby oparta na podstawach stałych* fizyki i matematyki, przynosi dla

nauki tę korzyść, że *wskazuje drogę, na której badania dalsze dokonywać się mają*, i tym sposobem ułatwia dojście do prawdy. —

Co się tyczy słownictwa naukowego astronomicznego, to należy mi zaznaczyć, że nie jest ono jeszcze w naszym języku dość ustalone. I dlatego, nie będąc specyjalistą, ale amatorem w przedmiocie przeze mnie opracowanym, unikałem stanowczo wszelkich terminów nowych, nieprzyjętych przez autorów specyjalnych, utrzymując oile można bez zmiany terminy naukowe, używane przez Śniadeckiego, Steczkowskiego, pp. prof. dra Karlińskiego, dra Kowalczyka i innych, w tym przedmiocie piszących.

Pisałem w Płońsku.
Wrzesień r. 1885.

KRÓTKI RYS ROZWOJU ASTRONOMII.

NAPISAŁ

HENRYK MERCZYNG,

KANDYDAT NAUK FIZYKO-MATEMATYCZNYCH, INŻYNIER KOMUNIKACYJ W PETERSBURGU.

Zjawiska, zależne od dziennego ruchu słońca, a mianowicie następstwo po sobie dnia i nocy, były zapewne piérwsze, na które człowiek zwrócił uwagę, tworząc sobie jednocześnie rachubę czasu na dnie. Następnie widok odmian księżyca pociągnąć za sobą musiał oznaczenie okresu czasu, zwanego miesiącem, a obserwowanie odmian pór roku i zmian rocznych położenia słońca na kuli niebieskiej zwróciły uwagę na trzeci, roczny, okres czasu. Naturalnie, poznanie trudnego stosunkowo do zauważenia rocznego ruchu słońca było już wynikiem do pewnego stopnia dość długich i regularnie czynionych spostrzeżeń.

Do dalszego okresu, odpowiadającego znacznie już wyższemu rozwojowi umysłowemu, odnieść należy poznanie zjawisk zaćmienia księżyca i słońca, wschodu i zachodu gwiazd, niezmieniania się ich wzajemnych odległości, a nakoniec, jako ostatni wynik tych pierwotnych spostrzeżeń, wyróżnienie planet, czyli gwiazd ruchomych na kuli niebieskiéj.

Chaldejczycy *) doszli do poznania okresu powrotu zaćmień księżycowych i słonecznych, zwanego «saros».

Indusowie obserwowali złączenia planet, a także umieli już naprzód dość dokładnie obliczać zaćmienia słońca i księżyca.

O Chińczykach wiemy, iż obserwowali całkowite zaćmienie słońca na 2158 lat przed naszą erą. Zapisywali oni także swoje spostrzeżenia komet, nawet z podaniem ich miejsca na kuli niebieskiéj, oraz od bardzo dawna notowali spadanie aerolitów.

Grecy od najdawniejszych czasów dążyli do tworzenia systematów kosmogonicznych, a więc te ich usiłowania przedstawiają już postęp od pojedyńczych obserwacyj faktów do pewnego ich uogólniania. Oczywiście, piérwsze owe pojęcia greckich filozofów o wszechświecie, jako po większéj części a priori tworzone, wielkiéj doniosłości nie mają. Tales, Anaksimander, Anaksimenes, Leucippus, Demokryt i Anaksagoras budowali owe mniéj lub więcéj dziwaczne systematy kosmogoniczne.

Pitagoras piérwszy podał gieocentryczny systemat świata: kulista ziemia w środku kuli niebieskiéj, obdarzonéj ruchem obrotowym koło osi, przechodzącéj przez środek ziemi. Uczeń jego Filolaos przypuszczał już ruch

*) Co do dziejów astronomii wogóle były mi pomocne dzieła następujące:
R. Wolff. *Geschichte der Himmelskunde* (Monachijum, 1877).
J. Mädler. *Geschichte der Himmelskunde* (Brunświk, 1873).

ziemi w przestrzeni, jakkolwiek nie około słońca, lecz około jakiegoś ognia środkowego. Plato zdawał się kilkakrotnie zmieniać swe poglądy w kwestyi ustroju świata i prawdopodobnie nieobce mu było przypuszczenie helijocentrycznego systematu świata, jakkolwiek rzecz ta dotychczas sporną pozostaje.

Niedługo przed Platonem, w r. 434 przed Chr., mamy dopiéro do zaznaczenia piérwszą pracę Greków praktycznéj doniosłości. Jest to kalendarz Metona, ułożony w celu pogodzenia ruchu księżycowego z ruchem słońca, ponieważ w starogreckim kalendarzu oba te ciała odgrywały ważną rolę. Mianowicie Meton za podstawę swego kalendarza przyjął okres 19 lat słonecznych $= 12 \times 19 + 7 = 235$ miesiącom księżycowym. Te 235 miesięcy rozdzielił na 19 lat w ten sposób, iż w tym peryjodzie 19-letnim rok 3-ci, 6, 8, 11, 13, 17 i 19-ty miały po 13 miesięcy, pozostałe zaś po 12. Z ostatnich określeń wynika, iż 19 lat $=$ 6939 dniom 14 godzinom i 27 minutom, podług zaś Metona 19 lat $=$ 235 miesiącom $=$ 6939 dniom 16 godzinom 31 minutom. Błąd zatym na dwa stulecia nie wynosi jeszcze jednego dnia. Ten peryjod 19-letni Metona, w którym liczba, oznaczająca rok kolejny, nosi nazwę «liczby złotéj», przyjęty został podczas igrzysk Olimpijskich roku 432 przez całą Grecyją.

Spółczesny Platona, Eudoksyjusz, przyjmował systemat kosmogoniczny, oparty na przyjęciu 27 spółśrodkowych kul, których obroty miały tłomaczyć nieregularność biegu planet, księżyca i słońca.

Nakoniec Arystoteles, jak to widać z dwu jego prac: «O niebie» i «O meteorach», obserwował zakrycie Marsa przez księżyc (podług Keppler'a w r. 357 przed Chr.) i jednéj z gwiazd Bliźniąt przez Jowisza, oraz jednę kometę tak szczegółowo, iż można się było pokusić o wywnioskowanie pewnych danych co do jéj orbity. Nadto zauważył on, że pozorna wielkość tarczy księżycowéj zmienia się w ciągu miesiąca, z czego następnie wniósł, iż odległość księżyca od ziemi jest zmienna. Wszystkie te prace cechują uważnego badacza. Według Plutarcha, Arystoteles był zwolennikiem doktryny o wielości światów zamieszkałych.

Wpływ powstałego w IV wieku przed Chr. ogniska naukowego w Aleksandryi w Egipcie przedewszystkim daje się dostrzegać w dziejach astronomii, która odtąd dopiéro staje się już rzeczywistą nauką. Pomijając prace Aristillusa i Timocharisa (piérwsze dokładne oznaczenia położeń gwiazd), spotykamy w Arystarchu z Samos (około r. 270 przed Chr.) piérwszego badacza, zasługującego na nazwę prawdziwego astronoma. Według doszłych do nas miejsc w Plutarchu *(De facie in orbe lunae)* i Archimedesie *(Arenarius)*, widzimy, iż Arystarch uczył, że gwiazdy i słońce są nieruchome, ziemia obraca się około słońca jako swego środka, a sfera gwiazd stałych, któréj środek leży w słońcu, jest tak wielka, iż obwód drogi ziemskiéj jest nieskończenie mały w stosunku do odległości gwiazd stałych, «jak środek kuli w stosunku do jéj powierzchni» (fragment u Archimedesa), oraz, że «ziemia obraca się po ukośnym kole i jednocześnie około swéj osi» (fragment u Plutarcha). Lecz nietylko jako teoretyk, którego poglądy potwierdziła w zupełności dzisiejsza wiedza, wsławił się Arystarch. Jemu zawdzięczamy piérwsze określenie odległości ziemi od słońca i księżyca. Metoda jego jest następująca: teoretycznie zrozumiał Arystarch, iż w chwili, gdy linija, dzieląca jasną część tarczy księżycowéj od ciemnéj, podczas kwadry przechodzi przez środek tarczy księżycowéj, t. j. dzieli tarczę na połowy, trójkąt, którego wierzchołkami są zie-

mia, księżyc i słońce, jest prostokątny przy księżycu. Dalej określił kąt między promieniami ocznymi, skierowanymi ku księżycowi i słońcu, co można było uskutecznić, ponieważ wówczas oba te ciała niebieskie są jednocześnie widoczne, tak iż kąt w słońcu według Arystarcha wynosił $\frac{1}{30}$ prostego, t. j. 3^0 (rzeczywiście $10'$). Stąd można było odnaléść stosunek odległości ziemi od słońca do odległości ziemi od księżyca. ARYSTARCH, nie znając trygonometryi, by otrzymać przybliżoną wartość tego stosunku, uciekł się do gieometrycznego wykréślenia. Czworokąt ST*da* (fig. A) jest kwadratem, punkty T, S i L

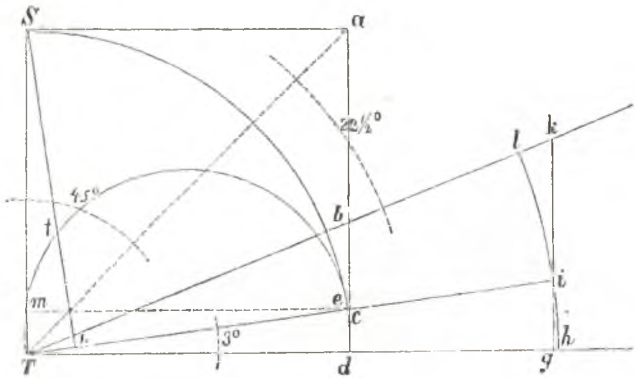


Fig. A.

oznaczają odpowiednio położenia ziemi, słońca i księżyca, łuk zaś *lih* jest zakréślony promieniem dowolnym T*i*. Stosunek łuków, mierzących kąty $k\text{T}g = 22\frac{1}{2}^0$ i $i\text{T}g = 3^0$, jest mniejszy od stosunku odcinków $kg : ig$. A więc

$$\frac{kg}{ig} = \frac{bd}{cd} > \frac{22\frac{1}{2}}{3} = \frac{15}{2}.$$

Lecz $\frac{ab}{bd} = \frac{a\text{T}}{\text{T}d}$, skąd $\frac{ab + bd}{bd} = \frac{a\text{T} + \text{T}d}{\text{T}d}$, czyli $\frac{ad}{bd} = 1 + \frac{a\text{T}}{\text{T}d} = 1 + \sqrt{2}$.

Ponieważ zaś $\sqrt{2} > \frac{7}{5}$, zatym

$$\frac{ad}{bd} > \frac{36}{15}.$$

Gdy nadto $\frac{\text{TS}}{\text{TL}} = \frac{\text{T}c}{cd} > \frac{\text{T}e}{cd}$, zaś $\frac{\text{T}e}{cd} = \frac{ad}{bd} \cdot \frac{bd}{cd}$, przeto

$$\frac{\text{TS}}{\text{TL}} > 18.$$

Aby mieć drugą granicę, z punktu *e* spuśćmy prostopadłą na TS i spodek nazwijmy *m*, a na T*e*, jako na średnicy, zakréślmy koło; punkt *m* znajdzie się na okręgu tego koła. Zatym kąt $me\text{T} = 3^0$, a cięciwa T*m* podpiera łuk 6^0.

Oczywiście, 10 razy wzięta cięciwa łuku 6⁰ jest większa od cięciwy łuku 60⁰, czyli od połowy średnicy T*e*. A więc

$$\frac{TS}{TL} = \frac{Te}{Tm} < \frac{20\,Tm}{Tm},$$

t. j.

$$\frac{TS}{TL} < 20.$$

Przytoczyliśmy w skróceniu ten rachunek Arystarcha, aby wskazać, z jakimi przeszkodami walczyć musieli dawni astronomowie z powodu niedostatecznego rozwoju nauk matematycznych. Stosunek, przez Arystarcha otrzymany, jest wprawdzie prawie 20 razy za mały, ale to wskutek przyjęcia zbyt wielkiej wartości dla kąta iTh. Teoretyczne rozumowanie jest zupełnie ściśle.—Prócz tego Arystarch również pierwszy zdołał wyznaczyć odległość księżyca od ziemi: znalazszy, że średnica księżyca wynosi prawie $\frac{1}{3}$ średnicy ziemi i określiwszy stosunek średnicy księżyca do odległości jego od ziemi, wniósł, iż owa odległość stanowi 59 do 60 promieni ziemi, prawie zgodnie z dzisiejszymi określeniami. Z innych jeszcze zasług Arystarcha zaznaczymy tu, iż on, opierając się na zjawisku, że całkowite zaćmienie słońca trwa zawsze bardzo krótko, wniósł, że tylko wierzchołek stożka cienia księżycowego dotyka ziemi, a więc stosunek odległości słońca i księżyca od ziemi jest równy stosunkowi średnic tych ciał, stosunek zaś ich objętości równy stosunkowi sześcianów odległości *).

Gieometra Euklides i poeta Aratus pozostawili nam również dzieła, tyczące się astronomii; ale sława szkoły Aleksandryjskiej opiera się w dalszym jej rozwoju głównie na Eratostenesie i następnie na Hipparchu.

Eratostenes (ur. r. 276 przed Chr.) pierwszy zaczął używać do mierzenia kątów t. z. sfer armillarnych i astrolabium. Oba te przyrządy polegały na kombinacyi kilku kół, które mogły być ustawione równolegle do głównych płaszczyzn kuli niebieskiej. Jedno z zewnętrznych kół $ApMp$ (fig. B) pomieszczano w płaszczyźnie południka. Następnie obracano je około środka (pozostawiając w tej samej płaszczyźnie), aż inne koło EJ nie zostało umieszczone bądźto w płaszczyźnie równika przy sferach armillarnych, bądźteż w płaszczyźnie ekliptyki przy astrolabium. Wewnętrzne koła można było obracać około osi PP. Były one zaopatrzone we wzierniki, które nakierowawszy na obserwowane ciało niebieskie można było na podziałkach, umieszczonych na kołach, odczytać wznoszenie proste i zboczenie, lubteż szerokość i długość. W taki sposób Eratostenes znalazł kąt między zwrotnikami $= \frac{11}{83}$ całego obwodu koła, skąd nachylenie ekliptyki $= 23^0\,51'\,15''$. [Jeszcze przed Eratostenesem, Pyteas z Marsylii **) znalazł, że stosunek długości cienia, rzucanego przez gnomon podczas letniego stanowiska słońca, do jego wysokości był równy stosunkowi $41\frac{4}{5} : 120$, skąd można wyrachować powyższe nachylenie $= 23^0\,9'$.] Oprócz tego Eratostenes pierwszy zajmował się obliczeniem

---

*) Arystarcha dzieło po raz pierwszy wydano w Wenecyi w r. 1488 pod tytułem: *De magnitudinibus et distantiis Solis et Lunae.*

**) O nim Joachim Lelewel: *Pytheas de Marseille et la geographie de son temps.* Bruksella, r. 1836.

wielkości ziemi. Zauważył on już, iż w Syjenie w Egipcie, która, oile przypuszczał, leży pod jednym południkiem z Aleksandryją (błąd o 2′ 20″), słońce

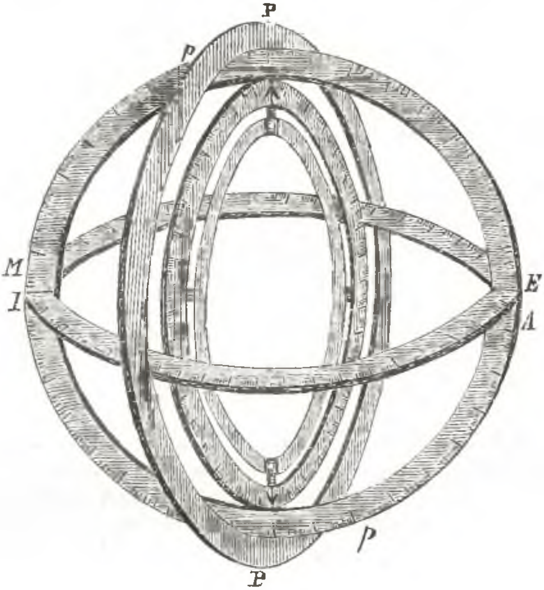


Fig. B.

podczas letniego stanowiska w bardzo głębokiej studni oświeca całkowicie dno, a zatym, że wówczas stoi w zenicie tej miejscowości. W tymże czasie w Aleksandryi słońce było o $\frac{1}{50}$ okręgu koła oddalone od zenitu (t. j. o 7° 12′). Przypuszczając, iż odległość Syjeny od Aleksandryi wynosi 5000 greckich stadyjów, znalazł obwód ziemi $= 5000 . 50 = 250\,000$ stadyjów.

Największym z astronomów Grecyi i całego starożytnego świata był bezwarunkowo Hipparch (Ἵππαρχος) z Nicei (główna jego działalność przypada na lata 160 — 125). Z prac jednak jego oryginalnych doszedł naszych czasów tylko jego komentarz do Aratosa. Wszystko pozostałe, co wiemy o pracach tego astronoma, czerpać trzeba z *Almagestu* Ptolemeusza, który przeważnie opiera się na pracach Hipparcha. — Przedewszystkim zajął się Hipparch badaniem biegu słońca. Dostrzegszy, iż pory roku nie są jednakiej długości, zmuszony był usunąć ziemię ze środka orbity słonecznej, którą, idąc za przykładem poprzedników, uważał jako kołową, a bieg po niej jako jednostajny. Przyjąwszy mimośrodowe koło, jako orbitę słońca, oznaczył równanie biegu słońca $= \pm 2^0 53'$, to jest różnicę między długością słońca od apogeum, której miarą jest kąt w środku orbity słonecznej, i kątem, utworzonym w oku obserwatora przez promienie oczne, skierowane ku apogeum i ku słońcu; innymi słowy — różnicę między anomaliją średnią m i rzeczywistą v. Znając dla danej epoki położenie słońca i $m - v$, można wyznaczyć m, a następnie i v dla każdego dnia, a zatym i długość słońca. Tym sposobem Hipparch podał możność opracowania pierwszych efemeryd słońca.—Badania nad księżycem, jakkolwiek czynione z wielkim staraniem, nie doprowadziły Hipparcha do tak do-

niosłych rezultatów. Odkrył on tylko jednę nierówność biegu księżycowego w kierunku długości, gdy tymczasem księżyc posiada jeszcze nierówności w kierunku szerokości. Dlategoto przyjęcie dla księżyca koła mimośrodowego nie mogło wystarczyć dla oznaczenia jego biegu, czego dopiero Ptolemeusz dokonał. — Co do planet, zajął Hipparch także tylko stanowisko obserwatora, zbierając materyjał do poznania tak gwiazdowych obiegów planet, jak ich ruchu wstecznego. — Nadto Hipparch ułożył pierwszy katalog gwiazd stałych, obejmujący położenia 1022 gwiazd, odniesione do ekliptyki. W tym celu Hipparch obserwował w dzień położenie księżyca względem słońca, a w nocy położenie gwiazdy względem księżyca. Uwzględniając zaś ruch własny księżyca w tym czasie, otrzymywał położenie gwiazdy. Mając tak wyznaczonych kilkanaście gwiazd, mógł już względem nich określać położenia innych. — Układając ten katalog, zauważył, iż od czasów Timocharisa przez lat 150 długość gwiazd powiększyła się średnio o 2°, skąd wywnioskował, iż punkt porównania dnia z nocą cofa się po ekliptyce, t. j. odkrył precesyją. Jest to jedno z największych odkryć Hipparcha. Z wielu innych jeszcze zasług Hipparcha wspomnimy tu tylko, iż podał on nową metodę znalezienia odległości ziemi od słońca i od księżyca.

Z następców Hipparcha żaden, prócz Ptolemeusza, nie dorównał mu aż do czasów Kopernika. Posidonius pozostawił nam kilka liczb niedokładnych w kwestyi odległości ciał niebieskich, lecz pierwszy zauważył, iż przyczyną przypływu i odpływu morza jest księżyc. Jemu również zawdzięczamy nowy pomiar południka pomiędzy wyspą Rodos i Aleksandryją. Za Julijusza Cezara astronom Sozigenes jest zajęty naprawą kalendarza i ułożeniem nowego, znanego pod nazwą Julijańskiego. Uczeń Posidoniusa, Cycero, w dziełach: *De natura deorum* i *Somnium Scipionis* zastanawiał się nad kwestyjami astronomicznymi z punktu filozoficznego. Filozof Seneka w swoich *Quaestiones naturales* zachował nam wiadomości o wielu zjawiskach niebieskich (np. o rozdzieleniu się jednej z komet na dwie). Wogóle jednak astronomija u Rzymian, jak wogóle nauki ścisłe, nie kwitnęła zupełnie. — Dopiero Klaudyjusz Ptolemeusz (około r. 140 po Chr.), drugi wielki astronom starożytnego świata, pozostawił nam doniosłej wartości prace. Jego *Almagest*, będący jakby encyklopedyją wiadomości astronomicznych starożytnego świata, był przez 1400 lat jedynym źródłem, z którego czerpano wiedzę astronomiczną. Ptolemeuszowi zawdzięczamy pierwszą mniejwięcej zgodną ze zjawiskami teoryją biegów księżyca i planet. Wspomnieliśmy już, iż Hipparch odkrył tylko nierówność biegu księżycowego w kierunku długości, odkrycie zaś nierówności co do szerokości należy się Ptolemeuszowi. Te dwie nierówności spowodowały, iż nie mógł on dla księżyca poprzestać na jednym kole mimośrodowym Hipparcha. Dla przedstawienia gieometrycznego tyle skombinowanego ruchu księżyca uciekł się Ptolemeusz do następnego obrazu: księżyc opisuje ruchem jednostajnym w ciągu jednego miesiąca anomalistycznego koło, zwane epicyklem, którego środek w ciągu miesiąca smoczego opisuje koło tak zwane deferencyjne około ziemi, przyczym to ostatnie jest nachylone do ekliptyki pod kątem, równym nachyleniu drogi księżycowej, a węzły obiegają ekliptykę ruchem wstecznym. Średnicę epicyklu wyznaczył Ptolemeusz jako równą 0,0869 średnicy koła deferencyjnego. Dla przedstawienia zaś ewekcyi uważał ziemię, jako położoną mimośrodowo względem środka koła deferencyjnego, i prócz tego przypuszczał, iż apogeum jest obda-

rzone ruchem wstecznym. Ten kunsztowny gmach, którego obmyślenie świadczy o bystrości umysłu jego twórcy, wystarczał dla przedstawienia i obliczenia położenia księżyca i obliczenia tablic księżycowych, naturalnie niezupełnie ścisłych, ale w każdym razie ze znacznym przybliżeniem. — W podobny sposób została przez PTOLEMEUSZA opracowana teoryja biegu planet: koło mimośrodowe z epicyklem stanowi tutaj również podstawę, przyczym wymiary tych kół, położenie wzajemne i czasy obrotów wyrachowane są ściśle na zasadzie obserwowanych zjawisk. Nie możemy tu choćby w zarysach rozpatrzéć metod, jakich użył PTOLEMEUSZ do obrachowania wszystkich stałych swego systematu, a także sposobu zastosowania go do wyrachowania tablic planet, oraz wogóle bliższych szczegółów. Zauważymy więc jeszcze tylko, iż PTOLEMEUSZOWI w jego systemacie nie szło zupełnie o to, czy ten systemat w rzeczywistości istniał: dla greckiego astronoma epicykle i koła mimośrodowe były przedewszystkim gieometrycznym wykréśleniem, ułatwiającym obliczenie. — Wszystkie swoje i HIPPARCHA prace zawarł PTOLEMEUSZ we wspomnianym wielkim dziele, zarabska zwanym *Almagest*, którego właściwy tytuł jest: μεγάλη σύνταξις (wielkie zebranie). Dzieło to, napisane pomiędzy 150—160 r. po Chr., składa się z 13 ksiąg: piérwsza traktuje o wiadomościach ogólnych, podaje cały zarys gieocentrycznéj teoryi PTOLEMEUSZA, uczy o spółrzędnych gwiazd i zawiéra nakoniec piérwszą znaną trygonometryczną tablicę, a mianowicie tablicę cięciw kątów co $\frac{1}{2}^{0}$. Druga księga poświęcona jest zjawiskom wschodu i zachodu ciał niebieskich. Trzecia mówi o długości roku i teoryi słońca (podług HIPPARCHA). Czwarta poświęcona jest teoryi księżyca. Piąta opisuje astrolabium, używane przez PTOLEMEUSZA. Szósta podaje sposób obliczania zaćmień. Siódma i ósma poświęcone są zjawiskom precesyi gwiazd stałych i zawiéra katalog HIPPARCHA. Pozostałe nakoniec obejmują teoryją planet.

W wiekach średnich rozszerzył się *Almagest* w licznych odpisach i tłomaczeniach. Arabowie już za kalifa ALMAMUNA, zawładnąwszy jednym z rękopisów, przełożyli go na swój język w wieku IX. Piérwsze wydanie drukiem łacińskiego tłomaczenia wyszło w r. 1525, greckiego zaś oryginału w r. 1538.

Od czasów PTOLEMEUSZA aż do KOPERNIKA, przez czternaście stuleci, nie zrobiła już astronomija żadnego wybitniejszego postępu. Szkoła aleksandryjska aż do upadku swego w wieku V nie wydała już żadnego astronoma, dorównywającego PTOLEMEUSZOWI. Jako jednak jednę z ostatnich ozdób téj szkoły wymienić należy nieszczęśliwą HIPATYJĄ, córkę matematyka i astronoma TEONA, która, piérwsza z kobiét, poświęcała się astronomii i miała napisać dzieło, niedoszłe do nas: *Kanon astronomiczny;* zginęła zaś z rąk motłochu chrześcijańskiego w r. 415 za nieprzyjęcie chrześcijaństwa.

Z początkiem wieków średnich dla całéj Europy nastała era barbarzyństwa i ciemnoty naukowéj. O rozwoju więc dalszym astronomii i mowy być nie mogło. Jedynie u Arabów spostrzegamy zajęcie się tą nauką. Za kalifa ALMAMUNA, jak już wspomnieliśmy, Arabowie przyswoili sobie *Almagest.* Tenże ALMAMUN zarządził w roku 827 nowy pomiar południka, uskuteczniony przez astronomów CHALIDA-BEN-ABDULMELIKA i ALI-BEN-IZA w równinie Senaar, którego rezultat daje się dziś przedstawić, jako wykazujący długość stopnia południka równą 58 700 sążni, używanych przy pomiarze południka w Peru («toises de Pérou»). Od czasów również ALMAMUNA stolica kalifatu, Bagdad, zaczyna być ogniskiem, skupiającym w sobie licznych uczonych arabskich; podobne ogniska powstają późniéj w Damaszku i Kairze. Spośród uczonych

arabskich wymienić należy przedewszystkim księcia Al-Battani (zm. r. 928), który pierwszy, przeglądając tablice Hipparcha, zauważył, iż od czasów tego ostatniego, przez lat tysiąc, apogeum słoneczne posunęło się o 87° przeszło. W zachowanym do naszych czasów łacińskim tłomaczeniu dzieła jego: *Liber de motu stellarum* widzimy, iż był on nadzwyczaj gorliwym obserwatorem. Z następców jego Abul-Wafa jest autorem dzieła p. t. *Almagestum*, w tymże rodzaju, co i klasyczne dzieło Ptolemeusza, jakkolwiek, jak utrzymuje Sedillot, zupełnie oryginalnie napisanego. Alhazen pracował wiele nad optyką i zajmował się refrakcyją. Wogóle poparcie kalifów i zbudowanie kilku obserwatoryjów wpływało na rozwój nauki astronomicznéj u Arabów.

W Europie zachodniéj raz tylko podczas wieków średnich poważniéj uprawiano astronomiją za czasów Alfonsa X w Hiszpanii. Uczony ten monarcha powołał w roku 1240 różnych astronomów, nie wyłączając i Arabów, w celu ułożenia lepszych tablic astronomicznych. Tablice te jednakże nie odpowiedziały oczekiwaniom i wydatkom, hojnie na nie łożonym. W ostatnich czasach rząd hiszpański, chcąc uczcić pamięć Alfonsa, w kosztownym wydaniu wydrukował te prace astronomiczne.

Wielkie państwo Mogołów, założone przez Czyngishana, również stało się czasowo krajem, w którym astronomija pewne postępy robić zaczęła. I tak, wnuk Czyngishana, Hulagu, powołał na swój dwór astronoma Nassreddina, który opracował nowe tablice niebieskie. Ulugh Beigh w Samarkandzie należał także do protektorów astronomii, budował olbrzymie obserwatoryja i przyczynił się do opracowania nowego katalogu gwiazd, dokładniejszego, niż Hipparcha, któryto katalog doszedł do naszych czasów.

W Europie, poczynając od wieku XI, spostrzegamy coraz liczniejszych komentatorów lub kompilatorów starożytnych uczonych. Z owych czasów zauważymy tu szczególniéj kompilacyją, służącą przez kilka wieków jako klasyczny podręcznik astronomii, do którego późniéj pisano liczne komentarze, a mianowicie dzieło uczonego z wieku XIII, Jana de Sacro Bosco (Jana z Holywood), p. t. *Sphaera Mundi*, rodzaj astronomii sferycznéj. Zresztą astronomiczna wiedza wieków średnich zastąpioną została przez astrologiją, która się bujnie rozrosła na tyle dla niéj podatnéj niwie ciemnoty umysłowéj, jaką nam te czasy przedstawiają.

Dopiéro w XV już stuleciu, w czasach, gdy się zaczynało ogólne odrodzenie nauk, spostrzegamy kilku uczonych, zasługujących na trwalsze wspomnienie. Tak Jerzy Purbach, ur. w roku 1423, usiłował dać nową teoryją planet. Jan Müller (Regiomontanus), uczeń poprzedniego, oddawał się obserwacyi gwiazd, a w r. 1472 starannie obserwował kometę, tak iż te obserwacyje dały późniejszym astronomom materyjał do piérwszych obrachowań dróg komet. Sykstus IV powołał Regiomontana do Rzymu dla naprawy kalendarza, lecz śmierć astronoma przerwała jego prace w tym kierunku. Nakoniec Frascator, spółczesny Regiomontana, starał się wykazać niedokładność systematu Ptolemeusza.

W zakończeniu ustępu o tym okresie rozwoju astronomii powiemy kilka słów o narzędziach, jakimi, prócz wspomnianych już sfer armillarnych lub astrolabijum, posiłkowali się astronomowie starożytni.

Jak wiadomo, własności szkieł powiększających odkryto dopiéro znacznie późniéj, tak że o lunetach nie może być mowy. Dla określania położeń kątowych lub odpowiednio odległości zenitalnych gwiazd używano przedewszystkim

t. z. «triquetrum». Do linijki pionowej, ustawionej nieruchomo (fig. C), są na zawiasach przytwierdzone dwie ruchome linijki. Odcinek linijki nierucho-

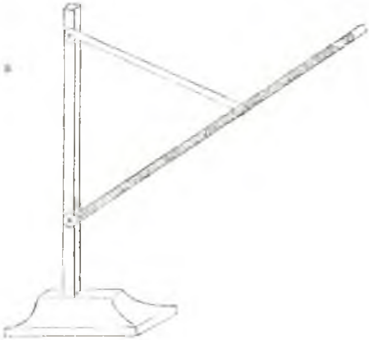


Fig. C.

méj między zawiasami jest równy długości téj z linijek ruchomych, która jest przytwierdzona bliżéj wierzchołka linijki nieruchoméj. Jeżeli tę długość nazwiemy a, to na pozostałéj ruchoméj linijce oddzielamy od zawiaski odcinek długości $a\sqrt{2}$. Wówczas, jeżeli górną ruchomą linijkę, a tymsamym i odcinek nieruchoméj między zawiaskami, wystawimy sobie podzielone na 1000 części równych, oddzielony odcinek na dolnéj ruchoméj linijce mieć będzie takich części 1414. Posuwając dotąd koniec górnéj ruchoméj linijki wzdłuż dolnéj, aż kierunek górnéj zgodzi się z kierunkiem promienia widzenia, skierowanego ku gwieździe, otrzymamy między tą linijką i linijką stałą kąt, równy odległości zenitalnéj gwiazdy, któremu odpowiadająca cięciwa będzie oznaczona przez podziałkę na linijce dolnéj. Mając cięciwę, z tablic Ptolemeusza można odnaléść szukaną odległość kątową.—Oprócz triquetrum, używanego jeszcze w starożytności, przybyły późniéj także «quadratum geometricum» i «baculus», narzędzia, służące do tegoż samego celu, lecz jeszcze mniéj dokładne. — Poza narzędziami do mierzenia kątów potrzebował jeszcze astronom mieć narzędzia do mierzenia czasu. W starożytności w tym celu prawie wyłącznie używano naczyń, napełnionych wodą lub piaskiem, z których wyciekania przez małe otwory wnioskowano o czasie. Późniéj, jak np. około roku 270 przed Chr., w Aleksandryi Ktezibios budował formalne zegary z cyferblatem i wskazówką, wprawianą w ruch przez pływak, znajdujący się w naczyniu, z którego wyciekała woda, gdyż opadał razem z powierzchnią wody w naczyniu. Dopiero od X wieku po Chr. dają się spostrzegać zegary z ciężarami, a w XVI wieku nawet sprężynowe. Nakoniec, niezależnie od mechanicznych środków mierzenia czasu, budowano w starożytności liczne zegary słoneczne (kompasy).

* * *

Astronomiją w Polsce *) zaczęto uprawiać dopiero od założenia akademii krakowskiéj (r. 1364), a właściwie od jéj odnowienia przez Jadwigę

*) Dużo cennego materyjału do dziejów astronomii w Polsce zebrał (częściowo niekrytycznie) p. F. Kucharzewski w artykule: *O astronomii w Polsce* (*Pamiętnik* towarzy-

(r. 1400). Wówczas na zachodzie zaczynała się epoka odrodzenia, a Polska w wieku XV i w piérwszéj połowie XVI brała czynny udział w podniecanym życiu umysłowym Europy zachodniéj. Nie tu miejsce mówić o świetnym rozwoju studyjów humanistycznych, o poważnym zaś na owe czasy uprawianiu nauk matematycznych i astronomicznych najlepiéj upewnia bezstronne świadectwo spółczesnego niemieckiego kronikarza SCHEDEL'a (zm. w r. 1483), który w swojéj kronice z r. 1473, opisując Kraków, powiada: «Przy kościele «Św. Anny jest wielka i sławna akademija, któréj chlubą są mężowie uczeni «i głośnego imienia. Najwięcéj atoli zakwitła tam astronomija: w całych «Niemczech sławniejszéj nauki astronomii nie masz».

Już w połowie wieku XV istnieją w akademii krakowskiéj dwie katedry astronomiczne. Jednę z nich erygował STOBNER. Według statutu téj katedry, profesor, ją zajmujący, był obowiązany wykładać Euklidesa, arytmetykę, teoryją muzyki *), perspektywę, teoryją planet, objaśniać tablice alfonsyńskie, a nadto obrachowywać zaćmienia słońca i księżyca, oraz corocznie układać kalendarz z przepowiedniami. Zakres więc ten obowiązków obejmował całą wiedzę matematyczno-astronomiczną wieków średnich. Główny dochód profesora miał stanowić czynsz, pobiérany z «bursy bogatych». Gdy jednak wkrótce po erygowaniu téj katedry bursę bogatych oddano na «collegium minus», przekazano na utrzymanie «profesora astronomii» dochód jednéj z profesur fundacyi DĄBRÓWKI, wskutek czego tę katedrę zwano późniéj «Stobneriano-Dąbrowsciana». Drugą katedrę, prawie jednocześnie z poprzednią, fundował około r. 1450 MARCIN (zwany REX) Z PRZEMYŚLA. Statut jéj z r. 1475 najwyraźniéj zaznacza, iż zajmujący ją profesor, «astrologus», obowiązany był wykładać różne dzieła astrologiczne, oraz rok-rocznie układać prognostyki («judicia»). Z czasem katedra «profesora astronomii» wskutek niedochodzenia dochodów stała się jedną z najuboższych, a naukę astronomii głównie przedstawiał «ordinarius academiae cracoviensis astrologus», który także wykładał pewne działy matematyki **). Stosunek tych dwu katedr nie był dotąd należycie badany ***).

Z piérwszych, zajmujących te katedry, profesorów, wspomnieć należy przedewszystkim o JANIE Z GŁOGOWY (zm. w r. 1507). Pisał on komentarze do dzieła JANA DE SACRO BOSCO *Sphaera*, różne szczegółowe rozprawy, tyczące się średniowiecznéj astronomii, i nakoniec t. zw. *Computus chirometralis*, obliczanie świąt ruchomych, cyklu słońca, litery niedzielnéj i świąt ruchomych od r. 1482 do 1558. Spółczesny mu, głośny w swoim czasie, MICHAŁ WROCŁAWIANIN (um. w r. 1533) napisał kilka prac astronomicznych i astrologicznych. Największą jednak sławę z ówczesnych uczonych krakowskich posiadał WOJCIECH BLAR Z BRUDZEWA, inaczéj BRUDZEWSKI. Urodził się on w roku 1445

---

stwa nauk ścisłych w Paryżu, tom II, r. 1872); nieuwzględniono w nim nawet niektórych ważnych szczegółów, podanych przez J. ŁUKASZEWICZA w *Historyi szkół w Koronie i w Wielkiém Księstwie Litewskiém* (Poznań 1849—51).

*) Arytmetyka, muzyka, gieometryja i astronomija tworzyły całość matematyczno-astronomicznych studyjów, tak zwane od czasu BOECYJUSZA (w wieku VI) «quadrivium».

**) Por. *Jan Brożek (J. Broscius), akademik krakowski, 1585—1652*, opracował JAN NEP. FRANKE (Kraków, 1884), str. 279.

***) Przed reformą akademii krakowskiej istnieje w r. 1766 już tylko jedna, nędznie uposażona, katedra astronomii, a zajmujący ją profesor używa wciąż tradycyjnie związanéj z jéj ufundowaniem nazwy astrologa.

w Wielkopolsce. Matematyki uczył się u JANA Z GŁOGOWY, fizyki u MICHAŁA Z WROCŁAWIA; doktorem został w r. 1474, a profesorem akademii w r. 1483. U niego mógł się prywatnie uczyć astronomii KOPERNIK. W roku 1497 BRUDZEWSKI zmarł na Litwie jako sekretarz w. ks. ALEKSANDRA. Ważniejsze z jego prac mają być: *Introductorium astronomorum Cracoviensium*, *De constructione astrolabii*, *Tabulae resolutae astronomicae, pro supputandis motibus corporum coelestium*, a jego komentarz do teoryi planet JERZEGO PURBACH'a wydał w Medyjolanie (r. 1495) uczeń BRUDZEWSKIEGO, JOHANNES HERMANUS DE VALLE VRACENSE p. t. *Comentaria utilissima in theoricis planetarum*... (na końcu) *in studio generali Cracoviensi per Magistrum Albertum de Brudzewo*....

Okres od KOPERNIKA do NEWTON'a.

MIKOŁAJ KOPERNIK *) urodził się w mieście Toruniu 19 lutego roku 1473. Rodzina jego pochodziła ze wsi Kopernik, w górnym Szlązku, na po-

*) Literatura, odnosząca się do KOPERNIKA, dzięki zawziętemu sporowi o jego narodowość, jest bardzo obszerna. Nie mamy tu miejsca, aby przytaczać ją w całości; jako wskazówka tego, co do r. 1873 ogłoszone zostało, może służyć najzupełniejszy spis w pracy ks. POLKOWSKIEGO (*Żywot Mik. Kop.* str. 334—356). Wymienię tu tylko najważniejsze źródła i opracowania, dodając, iż tu w tekście przyjęte zostało pod uwagę wszystko ważniejsze, co tylko w sprawie KOPERNIKA do ostatnich czasów wypowiedziane zostało. Owe prace są:

SZYMON STAROWOLSKI, *Scriptorum polonicorum hecatontas*, Frankfurt, 1625, i Wenecyja, 1627.

PIOTR GASSENDI, *Tychonis Brachaei, Copernici,.. vitae*, Paryż, 1655.

JAN ŚNIADECKI, *O Koperniku*, Warszawa, oddzielnie w r. 1802, w *Roczniku* tow. prz. nauk tom II z r. 1803, w *Pismach* J. S.

ADRYJAN KRZYŻANOWSKI, *Mikołaja Kopernika... spomnienie jubileuszowe*, Warszawa, 1844.

JAN CZYŃSKI, *Kopernik et ses travaux*, Paryż, 1847.

DOMINIK SZULC, *Życie Mikołaja Kopernika*, Warszawa, 1855, i Kraków, 1873.

FRANCISZEK KARLIŃSKI, *Żywot Mikołaja Kopernika i jego naukowe zasługi*, Kraków, 1873.

IGNACY POLKOWSKI, *Żywot Mikołaja Kopernika*, Gniezno, 1873.

R(OMER), *Beiträge zur Beantwortung der Frage nach der Nationalität von N. Copernicus*, Wrocław, 1873. Jest to najlepsza, na ściśle naukowym gruncie oparta obrona polskiej narodowości Kopernika, obca niczego nie dowodzącym i niepopartym dowodami deklamacyjom wielu naszych w tym przedmiocie pisarzów.

LEOPOLD PROWE, *Nicolaus Coppernicus*, Berlin, 1883 (dotąd 2 tomy części 1-szej, obejmującej *) życiorys). To ostatnie dzieło, jakkolwiek pisane w wybitnie antypolskim duchu przez najgorliwszego obrońcę niemieckiej narodowości KOPERNIKA, zajmuje bezwarunkowo, pod względem bogactwa materyjału i treści, pierwsze miejsce w całym wielkim zbiorze pism, odnoszących się do KOPERNIKA, i, gdyby nie apriorystyczna dążność autora, szkodząca samej pracy, byłoby może jednym z najpiękniejszych pomników, jakie potomność wielkiemu twórcy nowoczesnej astronomii wystawiła. Niestety, owa wszędzie i we wszystkim przebijająca się tendencyja przyswojenia KOPERNIKA Niemcom sprawia, iż dzieła PROWE'go są jedynie ogromnym zbiorem materyjałów i faktów, z których należy korzystać tylko z wielką ostrożnością. Tymniemniej, właśnie dzięki sporowi o narodowość, bibliografija i szczegóły życia KOPERNIKA wyświetlone zostały z taką dokładnością, jak rzadko którego z uczonych XVI wieku. —

Dla braku miejsca wszelka tu polemika, a nawet roztrząsanie spornych kwestyj z tekstu usunięte zostało. Jedyny wyjątek stanowi, z powodu swej doniosłości, kwestyja zapisania się Kopernika do ksiąg narodu niemieckiego w Bononii, której szczegółowe rozwinięcie czytelnik znajdzie w artykule moim: *Mikołaj Kopernik wobec najnowszej historyjografii niemieckiej*, pomieszczonym w odcinkach *Gazety Polskiej*, w sierpniu r. 1883. Daty są tu wszędzie podane według najnowszych badań.

*) Część 2-ga zawrze dokumenty, a 3-cia ocenę naukową dzieł i działalności wielkiego astronoma.

łudnie miasta Nissy, o milę od miasta Frankensteinu. Okolica ta, dziś znacznie zniemczona, była w XIV wieku jeszcze przeważnie polską, słowiańską. Przodkowie Kopernika już wcześnie, bo przed r. 1367 opuścili Szlązk polski, przenosząc się do stolicy kraju, Krakowa. Już 1396 r. jeden z Koperników otrzymał prawo miejskie w Krakowie. Ojciec astronoma, również Mikołaj, przeniósł się między r. 1454 a 1458 z Krakowa do Torunia. Będąc bogatym kupcem, prowadził on różne pieniężne i bankierskie interesy, a wkrótce po przybyciu do Torunia ożenił się z Barbarą Watzelrode, córką również kupca i obywatela toruńskiego, Łukasza, znanego z przychylności i przywiązania do sprawy polskiéj podczas wojny z krzyżakami, i matki, prawdopodobnie polki, z domu Modlibóg. Syn ich, Mikołaj *), późniejszy astronom, piérwsze nauki pobiérał w szkole toruńskiéj przy kościele Św. Jana i, o ile się zdaje, wprost stamtąd udał się na akademiją krakowską. Za rektoratu Mateusza z Kobylina przy początku zimowego półrocza r. 1491/2 spotykamy Kopernika, zapisanego w poczet uczniów akademii krakowskiéj. Przez trzy lata studyjował on tutaj nauki humanitarne i matematyczne na wydziale filozoficznym, który w uniwersytetach średniowiecznych stanowił przedsionek do wydziałów: teologicznego, medycznego i prawnego. Przypuszczać należy, iż korzystał z prywatnych tylko wykładów Brudzewskiego, ponieważ w owych latach Brudzewski już na akademii astronomii nie wykładał. Czy i oile spółcześni jego profesorowie wzbudzili w Koperniku myśl o nowym układzie świata, niewiadomą jest nam rzeczą. W każdym razie Jagiellońska Alma mater ma tę niespożytą sławę, iż ona piérwsza wprowadziła wielkiego astronoma w dziedzinę studyjów naukowych, a ówczesny świetny stan instytucyi w zupełności tłomaczy, iż Kopernik z pożytkiem mógł w niéj swe studyja odbywać.

W jesieni r. 1494 Kopernik opuścił Kraków i powrócił tymczasowo do rodzinnego miasta. Wuj Kopernika, biskup Łukasz Watzelrode, chciał mu wyrobić miejsce kanonika w kapitule w Frauenburgu w Warmii, aby tym sposobem dać synowcowi obfite środki do dalszego kształcenia się na zagranicznych włoskich uniwersytetach. Starania pierwotnie nie zostały uwieńczone należytym skutkiem, i w lecie r. 1496 Kopernik udał się przez Alpy do Bononii na uniwersytet, nie doczekawszy się kanonikatu. Po przybyciu tam, widzimy go pod datą szóstego stycznia roku 1497 zapisanego do ksiąg stowarzyszenia studentów «nationis germanorum», narodowości niemieckiéj **).

---

*) Niemieckie towarzystwo Kopernikańskie w Toruniu, którego zabiegom zawdzięczać należy wyjaśnienie ważnych wielu szczegółów, przyjęło ostatnimi czasy, na mocy prostéj uchwały większości swych członków (częściowo przemysłowców i t. d.), pisownią nazwiska wielkiego astronoma przez dwa p, a więc: «Coppernicus», i używa takiéj pisowni we wszystkich swych wydawnictwach (tym tylko tłomaczy się takaż pisownia w wielkim i wspaniale wydanym dziele Prowe'go). Rzeczywiście, większość wzmianek nazwiska Koperników w aktach i dokumentach spółczesnych jest pisana przez dwa p, nawet istnieje kilka podpisów samego astronoma taką pisownią. Większość jednak jego podpisów ma tylko jedno p i, co najważniejsza, tak się on podpisał na swym dziele, oraz tak pisali jego nazwisko wszyscy jego uczeni przyjaciele i uczniowie. Co się zaś tyczy wspomnianéj pisowni w aktach, to łatwo ją objaśnić tym, iż pisarze aktowi w Gdańsku, Toruniu i w Warmii, w niemieckich miejscowych szkołach najczęściéj kształceni, mimowoli giermanizowali polskie nazwiska, jak się to doniedawna dawało widzieć w Poznańskim, nim takie postępowanie nie zostało zgóry zalecone. Nakoniec kwestyja, iż sam astronom w młodości tak się kilka razy podpisał (wszystkie późniejsze podpisy mają jedno p), może być również wytłomaczona mimowolnym poddawaniem się początkowo wpływom otoczenia.

**) Księgi te odnaleziono dopiero w r. 1878.

Zapis ten — zauważyć jednak należy — nie dowodzi niczego w sprawie narodowości Kopernika. Istniały bowiem na włoskich uniwersytetach pewne stowarzyszenia studentów, czyli tak zwane «nationes», do których obowiązkowo się zapisywano. A zapisywano się nie odpowiednio do etnograficznego pochodzenia studenta, lecz li tylko i wyłącznie odpowiednio do terytoryjalnego położenia miejsca urodzenia studenta, a mianowicie stosownie do dyjecezyi, do jakiéj owo miejsce urodzenia należało. [Do stowarzyszenia narodowości niemieckiéj zapisywali się, jak dowodzą archiwalne akta, ab antiquo także między innymi Czesi, Morawianie i nawet Duńczycy *).] Przy nazwisku każdego zapisywanego studenta wyraźnie dodawano, z jakiéj dyjecezyi pochodzi **). Otóż, co do dyjecezyj pruskich, jako przez czas dłuższy oderwanych od Polski, był usus uważania ich za terytoryjalnie niemieckie; odebranie ich niedawne nazad przez Polskę nie zmieniło jeszcze tego zwyczaju we Włoszech. Jako jeszcze jeden z dowodów, iż owe stowarzyszenia nie miały charakteru narodowego, przytoczyć należy to, że pośród owych studentów «narodowości niemieckiéj» niéma ani jednego Niemca z dyjecezyj wielkopolskich, lub małopolskich, chociaż wiadomo, iż tamże po miastach wielu Niemców było. Zapisywali się oni podobnie do ksiąg narodu polskiego, jak Polący z dawnych krzyżackich dyjecezyj do ksiąg narodu niemieckiego. Nadto widzimy także, iż np. w Padwie, gdzie nie było wcale stowarzyszenia polskiéj narodowości, wszyscy Polacy zapisywali się do stowarzyszenia niemieckiego ***).

W krótkim czasie po przybyciu do Włoch został nareszcie Kopernik kanonikiem frauenburskim, w każdym razie po 26 sierpnia r. 1497. Miał więc już zapewnione środki do swobodnego oddania się nauce. Prowadząc w dalszym ciągu swe matematyczne i filozoficzne studyja, poświęcał się jeszcze, niezależnie od tamtych, początkowo w Bononii studyjom prawa, zapisawszy się tamże na wydział prawny. Najlepszym atoli dowodem niezaniedbywania prac astronomicznych służy, dokonana w Bononii zaraz po przybyciu, obserwacyja zakrycia Aldebarana przez księżyc, 9 marca r. 1497, spólnie z profesorem bonońskim astronomii, Dominikiem Nowara. Być może, że wskutek stosunku z tym ostatnim powziął Kopernik pierwszy pomysł swego układu świata. Wiadomo nadto, iż w Bononii uczył się Kopernik języka greckiego, zapewne pod kierunkiem hellenisty Urceus'a Codrus'a. Po czteroletnim pobycie w Bononii, nie uzyskawszy jednak stopnia naukowego, opuścił Kopernik to miasto, udając się do Rzymu, gdzie rok cały od Wielkanocy r. 1500 przebywał, w którymto czasie, obcując z miejscowymi uczonymi, sam, oile się zdaje, mógł miewać prywatne wykłady lub dysputy o astronomii. Opowieści, jaką podał Retyk (Rheticus, t. j. Retyjczyk) o profesurze Kopernika w uniwersytecie rzymskim, nie potwierdziły dowody archiwalne. W r. 1501, powróciwszy do Frauenburga na krótko, wyrobił sobie Kopernik pozwolenie na dalsze jeszcze studyja we Włoszech, przyczym kapituła wyraziła życzenie, by uwzględniał także studyja medyczne. Po powrocie do Włoch, bawił od r. 1501 do 1503 w Padwie, kończąc swe studyja prawne i poczynając lekarskie ****).

*) Prowe, l. c., t. I, str. 232, nota.

**) Prowe, l. c., t. I, str. 231, nota.

***) Prowe, l. c., t, I, str. 299, nota.

****) Do czasów pobytu w Padwie odnosi się błędne świadectwo Papadopoli'ego, co do zapisania się Kopernika do ksiąg narodowości polskiéj tamże. Świadectwo to nie zasłu-

W r. 1503 w Ferrarze doktoryzował się Kopernik z prawa kanonicznego *), poczym w dalszym ciągu do r. 1506 studyjował w Padwie medycynę.

Dopiéro w tym ostatnim roku, po 10-letnim pobycie we Włoszech, powrócił Kopernik do ojczyzny, gdzie do r. 1512 przemieszkiwał przy boku wuja swego, biskupa, w jego rezydencyi, w Heilsbergu, i przyjmował żywy udział w całym politycznym życiu Prus królewskich i w walce swego wuja, gorącego stronnika króla polskiego, przeciwko uroszczeniom strony separatystycznéj, niemieckiéj. Z tego czasu również mamy piérwszą drukowaną pracę Kopernika, łacińskie tłomaczenie listów Teofilaktosa Simokatty, wydane w Krakowie w r. 1509. Z tego również okresu zauważyć należy wezwanie Kopernika przez Leona X do wzięcia udziału w pracach około poprawy kalendarza, czego jednak astronom przyjąć na siebie nie chciał. Nakoniec z własnych słów Kopernika wiemy, iż tutaj w r. 1506 rozpoczął pracę nad swym wielkim dziełem o obrotach ciał niebieskich.

Od śmierci wuja w r. 1512 zamieszkał Kopernik prawie już bez przerwy **) do swéj śmierci przy kapitule w Frauenburgu. Brak miejsca nie pozwala nam tu przedstawić szczegółowiéj życia Kopernika w ciągu tego ostatniego okresu, który dzięki Prowe'mu został również szczegółowo rozjaśniony. Ograniczamy się tylko do najwybitniejszych faktów.

W r. 1522 czytał Kopernik na zjeździe stanów pruskich w Grudziądzu rozprawę o poprawie monety, w któréj żądał, by znieść odzielne mennice i natomiast zaprowadzić wszędzie jednakową monetę, zgodną z używaną w Koronie.

W tymże czasie widocznie zaczęły się już rozchodzić wieści o teoryi nowéj Kopernika, skoro w Elblągu na scenie wyśmiewano astronoma, jako jéj twórcę — los analogiczny z losem Sokratesa u Arystofanesa.

Uczona Europa piérwszą wieść szczegółową o systemacie helijocentrycznym powzięła z małéj rozprawki Kopernika: *Nicolai Copernici de hypothesibus motuum coelestium a se constitutis commentariolus.* Praca ta, w któréj Kopernik piérwszy raz wypowiada swe zdanie o obrotach ziemi, rozeszła się po Europie w rękopiśmiennych kopijach prawdopodobnie około r. 1530 ***).

Ostatnie lata życia Kopernika były nieco dlań przykre z powodu nieporozumień z Dantyszkiem, biskupem warmijskim. Atoli coraz szérszy rozgłos, jaki imię Kopernika zyskiwało w Europie, z pewnością stokrotnie mu te drobne przykrości wynagrodził. W r. 1539 przybył do Frauenburga młody matematyk, profesor uniwersytetu w Wittenbergu, Jerzy Joachim Retyk, prosząc astronoma o zaznajomienie go bliższe z systematem helijocentrycznym. Owocem pobytu Retyka u Kopernika była jego *Narratio prima* o przygotowanym już do druku dziele Kopernika *De revolutionibus*..., wydana w Gdańsku w r. 1540.

Opuszczając w r. 1541 Frauenburg, zabrał ze sobą Retyk do Niemiec

---

guje na żadne wiarę, choćby dlatego, iż archiwalne badania obecnie wykazały, że stowarzyszenia polskiéj narodowości w Padwie podówczas nie było.

*) Dyplom ten odnaleziono w Ferrarze w r. 1876.

**) Wiadome są tylko dwa jego pobyty na zamku w Olsztynku (Allenstein), jako rządcy tamtejszych dóbr kapituły, od r. 1516 do 1519 i od r. 1520 do 1521.

***) Ten zatracony dawniéj zupełnie utwór Kopernika odnaleziony został w r. 1878 przez Curtze'go.

trygonometryją Kopernika, *De lateribus et angulis triangulorum...*, którą wydał w r. 1542 w Wittenbergu. Po wyjeździe Retyka, ustępując namowom przyjaciela swego, biskupa chełmińskiego, Tydemana Gize, zaczął Kopernik przygotowywać do druku wielkie swe dzieło o obrotach. Zajęcie to chwilowo przerwane zostało podróżą do Królewca, dokąd Kopernik wezwany został, jako lekarz, przez księcia Alberta do chorego dworzanina. Niedługo atoli po powrocie i wysłaniu rękopisu dzieła *De revolutionibus* do drukarni do Norymbergi, zamknął Kopernik nazawsze oczy 24 maja r. 1543. Na kilka godzin przed śmiercią doznać miał jeszcze téj radości, iż mu przyniesiono piérwszy odbity egzemplarz jego wielkiego dzieła.

Pomnikowe to dzieło nosi tytuł: *Nicolai Copernici Torinensis de revolutionibus orbium coelestium libri VI* *). Oto mniéjwięcéj wyniki, do jakich doszedł Kopernik w swym dziele. Ziemia posiada ruch potrójny. Dzienny jéj ruch około swéj osi, w kierunku z zachodu na wschód, tłomaczy łatwo i naturalnie pozorny obrót całéj kuli niebieskiéj w kierunku wstecznym. Daléj, bieg ziemi roczny około słońca z zachodu na wschód sprawia, iż słońce posuwa się pozornie także z zachodu na wschód; ruch ten odbywa się jednostajnie po orbicie kołowéj, a słońce nie znajduje się w środku tego koła. Nakoniec oś ziemska opisuje w ciągu prawie roku w kierunku wstecznym powierzchnią stożkową około osi, prostopadłéj do płaszczyzny ekliptyki. Ten ostatni ruch był Kopernikowi potrzebny do wytłomaczenia zjawiska precesyi. Wszystkie planety mają ruchy, podobne do ruchów ziemi.

Wyszedszy z tych zasadniczych pojęć, starał się Kopernik wypracować we wszystkich szczegółach swą teoryją i wykazać jéj zgodność z rzeczywistością. W tym celu, korzystając ze spostrzeżeń dawnych, jakotéż i niektórych swych własnych, starał się wyrachować wymiary orbit według swego systematu, podobnie jak Ptolemeusz obrachował rozmiary swych epicyklów i położenia ekscentryczne kół. Zauważyć tu nam należy, iż bezpośrednie potwierdzenie teoryi Kopernika osiągnięte zostało dopiéro zapomocą późniejszych już zdobyczy naukowych, jak np. określenia paralaksy gwiazd stałych, ich aberacyi i t. p., o czym wszystkim za czasów Kopernika, dla braku odpowiednich narzędzi, nie można było myśléć. Rozumowanie więc Kopernika mogło tylko dążyć do wykazania większego prawdopodobieństwa jego systematu, jako bez porównania prościéj, niż ptolemeuszowy, a jednakowo dobrze (jak na owe czasy) tłomaczącego zjawiska niebieskie.

Kopernik utrzymał w swym dziele kołowe orbity z jednostajnym po nich ruchem ciał niebieskich, ale jest ślad w jego oryginalnym rękopisie, iż przypuszczał chwilowo możność ruchów po przecięciach stożkowych, lecz odpowiedni ustęp w rękopisie przekréślił **).

---

*) Norymberga, 1543. Wydanie drugie w Bazylei, 1566. Trzecie w Amsterdamie, 1617. Czwarte w wydaniu wszystkich dzieł Kopernika z polskim tłomaczeniem Jana Baranowskiego i z niewytrzymującym żadnéj krytyki życiorysem Julijana Bartoszewicza, Warszawa, 1854. Piąte jako wydanie niemieckiego stowarzyszenia Kopernikańskiego w Toruniu, r. 1873, z uwzględnieniem waryjantów oryginalnego rękopismu Kopernika, zachowanego w biblijotece hr. Nostitz'a w Pradze; to wydanie jest najlepsze. Nakoniec w r. 1879 wyszło w Toruniu tłomaczenie niemieckie, dokonane przez Menzer'a.

**) Ważny pod tym względem zarzut należy uczynić wydaniu J. Baranowskiego, iż on, mając pod ręką umyślnie sprowadzony z Pragi rękopis Kopernika, owego ustępu nie uwydatnił, co dopiéro uskutecznił Curtze.

Nakoniec trzeba jeszcze zauważyć, iż z całego dzieła widoczna, że Kopernik był przedewszystkim teoretykiem, użytkującym z bogatego materyjału obserwacyjnego, jaki mu pozostawili starożytni. Sam obserwacyj położeń gwiazd zrobił ledwo dwadzieścia kilka w przeciągu lat kilkudziesięciu, jakkolwiek jest ślad, że obserwował także i wielką kometę w r. 1535.

Dzieło *De revolutionibus*, jak w tytule zaznaczono, składa się z sześciu ksiąg. W pierwszéj podaje Kopernik ogólny pogląd na swoję teoryją, tudzież dołącza swą trygonometryją z tablicą wstaw kątów co 10′ przy promieniu = 100 000. W drugiéj księdze mamy wiadomości z astronomii sferycznéj. Kopernik uczy tu, iż nachylenie ekliptyki zmienia się od 23° 52′ do 23° 28′ i daje katalog gwiazd stałych, różniący się od katalogu Hipparcha tylko tym, iż długości liczą się nie od punktu porównania dnia z nocą, lecz od poblizkiéj mu gwiazdy γ Barana. W trzeciéj księdze traktuje autor o precesyi i o teoryi biegu koło słońca. W czwartéj podaje teoryją biegu księżyca, przyczym niejednokrotnie poprawia *Almagest*, chociaż podstawy rachunku pozostawia też same. Piąta zaś i szósta księgi zawiérają teoryją biegu planet i obliczenia ich odległości od słońca.

Do dzieła *De revolutionibus* dołączył Kopernik przedmowę, któréj jednakże nie wydrukowali piérwsi wydawcy. Ogłoszona ona została dopiéro przez Baranowskiego; pozwolimy tu sobie z niéj na zakończenie opisu dzieła przytoczyć następujący ustęp:

«Im nieprawdopodobniejszą na razie ma nauka o ruchu ziemi zdawaćby «się mogła wielu, tymwięcéj zasłuży ona sobie uznania i podziwu, gdy, po ogło«szeniu mych badań, jasne dowody usuną pozorne nieprawdopodobieństwo».

Polakiem był Kopernik: ze względu na swe pochodzenie, jako wychowaniec polskiéj akademii, nakoniec jako poczuwający się do tego w swym życiu politycznym. Atoli przytym uwzględnić należy, że w wieku XVI przeciwieństwa narodowościowe nie były wcale rozwinięte, a szczególniéj ludzie nauki byli im prawie zupełnie obcy. Kopernikowi nie szło i naówczas zgoła iść nie mogło z pewnością o manifestowanie się pod względem narodowościowym w taki sposób, jak to się dzieje w bieżącym stuleciu. Był on przedewszystkim mężem nauki; jako taki, należy również do całego świata.

Nauka Kopernika o ruchu ziemi nieodrazu zyskała sobie uznanie w kołach naukowych, a tymwięcéj u nienaukowego ogółu. Sprzeczność jéj pozorna ze świadectwem zmysłów, a także rzekoma niezgodność jéj z wierzeniami religijnymi, a ściśléj z literą tekstów, długo stawały na przeszkodzie ogólnemu jéj przyjęciu. Uczeń Kopernika Retyk (1514 — 1576), zasłużony także w badaniach nad trygonometryją sferyczną, został wprawdzie do śmierci wyznawcą nauki swego mistrza, ale inni spółcześni astronomowie opiérali się, jak to często bywa, przyjęciu nowéj teoryi. Jako więcéj zasłużonych zwolenników nauki Kopernika, należy uważać: Piotra Apianus'a (1495 — 1552), gorliwego obserwatora, który piérwszy zauważył, iż ogony komet są zawsze odwrócone od słońca, oraz Reinhold'a (1511 — 1553), który opracował nowe tablice astronomiczne.

Jednocześnie sztuka obserwacyjna posunęła się owiele naprzód: wynalazek nonijuszow umożliwił dokładniejsze, niż dotąd, określanie odległości kątowych; wprowadzenie zegarów z ciężarkami i wahadłem pozwoliło astronomom określać czas lepiéj, niż poprzednio. W Niemczech, dzięki landgrafowi hessen-kasselskiemu, Wilhelmowi IV, urządzona została w Kassel w r. 1561

bogato zaopatrzona w narzędzia dostrzegalnia, w której astronomowie Rothman i Byrgius określili położenia około 900 gwiazd stałych. W tymże czasie doszła ostatecznie do skutku reforma kalendarza przez papieża Grzegorza XIII, wprowadzona przez bullę z 1-go marca r. 1582, a oparta na rachunkach, których dokonał lekarz Ludwik Lilius z Werony (zm. w r. 1576).

Tycho de Brahe (1546—1601) był ostatnim poważnym przeciwnikiem teoryi Kopernika. Duńczyk z pochodzenia, zasłużył się on astronomii przedewszystkim jako obserwator, jakiego nie było od czasów Hipparcha. Olbrzymi materyjał obserwacyjny, pozostawiony przezeń, posłużył jego uczniowi Keppler'owi, który sam był pozbawiony możności robienia tak dokładnych spostrzeżeń, za podstawę do jego prac teoretycznych. Tycho albowiem znalazł się w tym szczęśliwym położeniu, iż prace jego zwróciły na siebie uwagę króla duńskiego Fryderyka II, który oddał mu wyspę Hveen w Sundzie, pobudował mu na niéj wspaniałe obserwatoryjum, «Uranienburg», i szczodrze zaopatrzył je w przyrządy astronomiczne. Nie cieszył się jednakże Tycho do końca życia możnością korzystania ze swéj pracowni. Po śmierci bowiem swego protektora w r. 1588, wskutek intryg dworskich zmuszony został w r. 1597, zabrawszy rękopisy i przyrządy, opuścić Daniją i po paru latach na schyłku swego życia szukać przytułku w Pradze u cesarza Rudolfa II, jako «cesarski astronom i matematyk». Chociaż wysoko cenił Kopernika, to jednak, może z pobudek więcéj teologicznych, niż astronomicznych, podał inny układ świata, w którym ziemi przypisuje nieruchome położenie. Coprawda postawił on bardzo poważny zarzut teoryi Kopernika: brak paralaksy gwiazd stałych, któréj metodę wyznaczania dopiéro w bieżącym stuleciu podano.

Wspomniany powyżéj Jan Keppler (1571—1630) studyjował w Tübingen teologiją, a niezależnie od tego w wolnych chwilach astronomiją u profesora matematyki Maestlin'a, wielkiego zwolennika teoryi Kopernika. Rozstawszy się z zawodem teologicznym, był od r. 1594 nauczycielem gimnazyjum w Gracu i tam napisał pracę, w któréj usiłował na podstawach fizycznych i metafizycznych objaśnić systemat Kopernika. Gdy wskutek prześladowań religijnych, Keppler opuścił Grac, wezwał go Tycho do siebie, jako pomocnika, krótko przed swą śmiercią. Po nim został Keppler «cesarskim matematykiem» i objął w tym spadku cenny materyjał obserwacyj, jaki Tycho pozostawił. Na zasadzie tych właśnie obserwacyj, wyznaczywszy różne położenia Marsa w przestrzeni odniesione do słońca, przekonał się drogą indukcyjną, iż gieometrycznym miejscem tych położeń jest elipsa. To «piérwsze» i «drugie» swe prawo, iż pola wycinków, zakreślane przez promienie wodzące planet, są proporcyjonalne względem czasów, na ich zakreślenie potrzebnych, ogłosił w dziele: *Astronomia nova... de motibus stellae Martis ex observationibus Tychonis Brahe* (Praga r. 1609). «Trzecie» zaś prawo, iż stosunek kwadratów czasu obiegów gwiazdowych planet równa się stosunkowi sześcianów ich średnich od słońca odległości, ogłoszone zostało dopiéro w ulubionym przezeń dziele *Harmonices mundi libri V* (Linz, r. 1619). Przez te trzy prawa ostatecznie utrwaloną została prawdziwość helijocentrycznego systematu świata. Obliczone nadto przez Keppler'a *Tabulae Rudolphinae* (Ulm, 1627) przez wiek cały były dla astronomów podstawą wszystkich rachunków, do planet się odnoszących. Keppler, zmuszony w ciągu życia niejednokrotnie, osobliwie po śmierci Rudolfa II, borykać się z ciężką biédą lub prześladowaniem, zmarł

podczas sejmu Rzeszy w Regensburgu, na który był się udał, aby wyrobić sobie wypłatę zaległéj mu pensyi ze skarbu cesarskiego.

Gdy Keppler swymi pracami teoretycznymi przygotowywał pole dla mechaniki niebieskiéj, na polu astronomii praktycznéj zaszedł fakt niezmiernéj doniosłości: odkrycie własności szkieł powiększających i lunet astronomicznych. Własności te, wykryte przypadkowo w Holandyi w r. 1609, naprowadziły Galileusza (Galileo Galilei, 1564—1642) na myśl zbudowania w r. 1610 piérwszéj lunety astronomicznéj. Cały świat nowy odkrył się od téj chwili przed oczami astronomów. Zapomocą piérwszego swego niedoskonałego teleskopu zdołał już Galileusz rozłożyć drogę mleczną na pojedyncze gwiazdy, odkryć księżyce Jowisza, fazy Wenery i Marsa, pierścień Saturna i nakoniec plamy na słońcu. Zastosowanie lunet astronomicznych do mierzenia kątów nastąpiło atoli dopiéro późniéj w r. 1669 przez Hooke'a.—Życie Galileusza jest najciekawszą może ilustracyją, jak ciężką walkę staczać musiał systemat helijocentryczny i jego wyznawcy z ówczesnymi przesądami, gdyż Galileusz, wsławiony również znakomitymi pracami swymi w dziedzinie mechaniki i fizyki, był we Włoszech najgorliwszym i najruchliwszym zwolennikiem systematu Kopernika. Wskutek ogólnego zajęcia się teoryją Kopernika, jakie działalność Galileusza wywoływała, podniosła głowę opozycyja, trzymająca się litery tekstu Pisma św. Głównie Dominikanie w Rzymie w r. 1614 rozpoczęli walkę, któréj bezpośrednim skutkiem było utworzenie przez papieża Pawła V osobnéj komisyi, potępienie przez nią w r. 1616 nauki Kopernika i pomieszczenie na «Indeksie» ksiąg zabronionych wszystkich pism, do owéj teoryi się odnoszących. (Wykréślenie z «Indeksu» nastąpiło w r. 1828.) Licząc się z tym rozporządzeniem, Galileusz w r. 1632 wydał we Florencyi głośną pracę: *Dialogo sopra i due massimi sistemi del mondo, Tolemaico e Copernicano*, z któregoto dyjalogu, po roztrząśnięciu zalet i niedostatków obu systematów, pozornie piérwszy wychodzi zwycięsko. I za to uboczne propagowanie układu helijocentrycznego Galileusz ściągnął na siebie za papiestwa Urbana VIII silniejsze, niż uprzednio, prześladowanie. Powołany przed Kongregacyją Inkwizycyi do Rzymu, Galileusz 22 czerwca r. 1633 w kościele Minerwy na klęczkach odprzysiągł swe «błędy i kacerstwa» naukowe. Po krótkim więzieniu był przez dłuższy czas odosobniony początkowo w Villa Medici, późniéj w Sienie, od końca r. 1633 w swoim wiejskim domu pod Florencyją, a od r. 1637 do śmierci w domu własnym w tymże mieście, gdzie od r. 1839 ma już odwarty doń dostęp uczeń Viviani, a w dwa lata późniéj jeszcze Torricelli. W tym peryjodzie, wobec zakazu drukowania dzieł jego we Włoszech, ogłosił w Lejdzie (r. 1638) swą główną pracę w zakresie mechaniki: *Discorsi e dimostrazioni matematiche....*, w któréj wykłada prawa spadku ciał i naukę o spójności ciał. — Prześladowania, jakich doznawał Galileusz, ubarwione zostały różnymi legendowego charakteru dodatkami. Tak np. co do tego, że torturą miał być zmuszony do wspomnianego powyżéj odwołania swych pojęć, niéma poważnego śladu (akta procesu nie zostały odszukane), i dlategotéż od pewnego już czasu wszyscy poważniejsi pisarze naukowi o owych torturach, jako nader wątpliwych, całkiem nie wspominają. Przypisywane zaś Galileuszowi wyrzeczenie, po powstaniu z klęczek, powszechnie przytaczanych słów: «e pur si muove» jest, jak stanowczo dowiedziono, wymysłem, powstałym w XVIII stuleciu.

Hypoteza znakomitego filozofa i matematyka Descartes'a (1596—1650),

mająca objaśnić ruchy ciał niebieskich zapomocą «teoryi wirów», niepoparta należytymi matematycznymi uzasadnieniami, nie zdołała nawet stwierdzić żadnego z trzech praw KEPPLER'a, jako wyniku téj teoryi, tak iż jéj zgoła nie można uważać za krok postępu w rozwoju astronomii. Ze względu jednak na wielki wpływ DESCARTES'a miała ona wielu i poważnych zwolenników.

Gdańszczanin JAN HEWELIJUSZ (HEVELIUS, HEVEL, HOEVELKE, HOEFELIUS, 1611—1687) zamyka sobą ten okres przejściowy nauki astronomicznéj. Był on po GALILEUSZU jednym z najznakomitszych obserwatorów. Syn zamożnego piwowara, po przygotowawczych studyjach w Gdańsku pod kierunkiem matematyka i astronoma KRÜGER'a (zm. w r. 1639), początkowo studyjował prawo w Lejdzie, a w podróży po Anglii i Francyi zaznajomił się ze znakomitszymi astronomami, z którymi w ciągłéj następnie korespondencyi pozostawał. Powróciwszy do rodzinnego miasta, pozostał tam aż do śmierci, piastując przytym różne miejskie urzędy. Choć początkowo po powrocie pracował w zawodzie swego ojca, to jednak prędko to porzucił, a mając znaczny osobisty majątek, użył go na urządzenie wielkiego obserwatoryjum z olbrzymimi teleskopami (od r. 1641). Jemu nauka zawdzięcza piérwszy naukowy opis księżyca, ogłoszony w przepysznym dziele z mnóstwem tablic, rytowanych na miedzi, p. t. *Selenographia* (r. 1647). W kilku następnie wydanych rozprawach lub większych dziełach zajmuje się HEWELIJUSZ Marsem, kometami, plamami słonecznymi, księżycem Jowisza, postacią zagadkową Saturna i t. d. W r. 1673 ogłosił piérwszy tom swego wielkiego dzieła, p. t. *Machina coelestis* zawiérający opis narzędzi, a przypisany LUDWIKOWI XIV; tom drugi tegoż dzieła, zawiérający rezultaty spostrzeżeń, poświęcony JANOWI III SOBIESKIEMU, wydany w r. 1679, zgorzał prawie w całym nakładzie podczas pożaru obserwatoryjum HEWELIJUSZA i z tego powodu jest nadzwyczajnie rzadki [bibl. główna w Warszawie i publiczna w Petersburgu (ze zbioru bibl. Załuskich) posiadają obie części dzieła tego]. Pośmiertne prace HEWELIJUSZA: *Prodromus astronomiae, Catalogus fixarum* i *Firmamentum Sobiescianum*, razem wydane (Gdańsk, 1690), zasługują tu na zaznaczenie z tego względu, że pośród dwunastu nowych gwiazdozbiorów, które utworzył HEWELIJUSZ, jednemu, między gw. Orla i Antinousa, nadal nazwę: «Scutum Sobiescianum», Tarczy SOBIESKIEGO, powszechnie dziś przyjętą. Wogóle królowie polscy wielokrotnie zaszczycali HEWELIJUSZA swymi względami i pomocą, i jeszcze w r. 1660 odwiedzał HEWELIJUSZA w jego pracowni JAN KAZIMIERZ, a JAN III uczynił toż samo w r. 1677.

* * *

Nie wydzieliliśmy w powyższym ustępie z ogólnych dziejów astronomii dwu mężów, którzy, na polskiéj zrodzeni ziemi, zajęli tak wybitne w nauce stanowisko, iż bez nich, a szczególniéj bez KOPERNIKA, nie możnaby nic mówić o rozwoju astronomii w tym okresie. Należy jednak nam wspomnieć jeszcze imię MARCINA Z OLKUSZA (zwanego: młodszym), syna burmistrza tegoż miasta, od r. 1492 profesora w akademii krakowskiéj, zmarłego w r. 1540. Wskutek otrzymanego przez akademiją w r. 1515 breve papieża LEONA X, wzywającego do obmyślenia naprawy kalendarza, podał on w r. 1516, choć już «od siedemnastu lat astronomiją się nie zajmował», nader gruntownie opracowany memoryjał p. t. *De reparatione calendarii....* Ponieważ LEON X wyraził swe zadowolenie z téj pracy, przeto akademija, dla ułatwienia MARCINOWI dalszéj

nad tym zadaniem pracy, zwolniła go od prowadzenia wykładów teologii. Lecz Leon X, zajęty innymi sprawami, przestał się już zajmować reformą kalendarza. Dopiéro przysłany do akademii przez Grzegorza XIII w r. 1577 projekt Lilius'a, następnie zaś sama reforma w r. 1582 wywołały w Polsce ożywione spory, których śladem pozostały liczne pisma rozmaite, ogłaszane w różnych miastach Polski do połowy wieku XVII.

Okres od Newton'a.

Odkrycie praw ciążenia powszechnego jest tym wielkim kamieniem granicznym, który oddziela astronomiją dawną od nowszéj. Chociaż przejawy na ziemi powszechnego ciążenia, t. j. prawa spadku ciał, ruchu wahadła, siły odśrodkowéj były oddzielnie już znane, chociaż może już Kopernik, a w każdym razie Keppler, Galileusz i Pascal (1623 — 1662) zdawali się miéć ideę o ciążeniu powszechnym, to jednak piérwszy Izaak Newton prawa działania ciążenia powszechnego sformułował i rzeczywiście matematycznie uzasadnił, iż ruchy ciał niebieskich odbywają pod wpływem jednéj siły ogólnéj, téj saméj, któréj przejawem na ziemi jest spadek ciał. — Newton (1643 — 1727) urodził się w Whoolstorpe (Lincolnshire) w Anglii. Początkowo w szkołach był nader miernym uczniem, lecz późniéj w Cambridge pilnie się do nauk przykładał, głównie pod kierunkiem matematyka i fizyka Izaaka Barrow'a, po którym objął profesurę matematyki w r. 1669. Już w r. 1666 zaczął Newton zastanawiać się nad ciążeniem powszechnym, na które miał go naprowadzić widok spadającego jabłka w ogrodzie, co nie zdaje się być późniejszym tylko wymysłem. Atoli sprawdzenie matematyczne prawa o odwrotnéj proporcyjonalności siły powszechnego przyciągania względem kwadratów odległości, które gienijalny ten badacz już był dostrzegł, nie doprowadziło początkowo Newtona do oczekiwanego przezeń rezultatu. Wówczas bowiém z jego rachunku (zob. w «*Kosmografii*» us. 147), odnoszącego się do drogi księżyca, którego odległość od ziemi była już dobrze wyznaczona, jako równa 60 promieniom ziemi, wtedyby tylko wypadało, iż natężenie siły dośrodkowéj, utrzymującéj księżyc na swéj drodze, jest 60×60 mniejsze od natężenia siły ciężkości na powierzchni ziemi, kiedyby wartość przyśpieszania przy spadku ciał na powierzchni ziemi wynosiła 26,586 stopy paryskiéj, a nie, jak istotnie, 30 st. p. Było to następstwem tego, iż ówcześnie przyjmowano za małe wymiary ziemi. Gdy bowiém obieg księżyca gwiazdowy trwa T sekund, a jego odległość od ziemi jest R, to w ciągu jednéj sekundy księżyc robi drogę $\frac{2\pi R}{T}$, droga zaś, któréjby dokonał tylko pod wpływem siły przyciągania ziemi w ciągu sekundy piérwszéj (po ustaniu działania siły nabytego ruchu) wynosiłaby $\left(\frac{2\pi R}{T}\right)^2 : 2R$, tak iż przyśpieszenie siły ciężkości w odległości księżyca od ziemi wynosi $\frac{4\pi^2 R}{T^2}$. Z drugiéj strony, jeżeli przyśpieszenie siły ciężkości na powierzchni ziemi nazwiemy g, a promień ziemi r, to stosunek tegoż samego przyśpieszenia siły ciężkości w odległości księżyca ziemi do g będzie równy stosunkowi $r^2 : R^2$, tak iż

$$g\frac{r^2}{R^2} = \frac{4\pi^2 R}{T^2}, \text{ skąd } g = \frac{4\pi^2}{T^2}\left(\frac{R}{r}\right)^3 r.$$

Chociaż więc wartości stosunku $\frac{R}{r}$ i T miał Newton dobre, bliskie bardzo rzeczywistych, to jednak zbyt mała wartość na r prowadziła za sobą błędną wartość na g. Zważmy, że jeżeli długość stopnia równika nazwiemy s, to możemy jeszcze napisać

$$g = \frac{4\pi}{T^2}\left(\frac{R}{r}\right)^3 180 s.$$

Owóż, w pierwotnym swym rachunku Newton przyjął $s = 297\,251$ stóp paryskich. — W kilkanaście lat dopiero potym, w r. 1682, Newton, na posiedzeniu londyńskiego towarzystwa naukowego, dowiedział się, iż w r. 1670 astronom francuski Picard (1620 — 1682) uskutecznił nowy pomiar południka, z którego wypadło, iż $s = 342\,360$ st. p. Newton, nie będąc sam w stanie, z powodu wielkiego wzruszenia, przerobić wyżéj przywiedzionego rachunku elementarnego, uprosił o to jednego z obecnych przyjaciół. Rachunek okazał zgodność hypotezy Newton'a z rzeczywistością: prawo ciążenia powszechnego było odkryte. — Atoli niedość było sprawdzić to prawo w jednym szczególnym wypadku: należało z niego wysnuć całą teoryją ruchów niebieskich, a przedewszystkim trzy prawa Keppler'a. Po dwuletniéj pracy rozwiązał Newton to zadanie, a rezultaty wyłożył w dziele *Philosophiae naturalis principia mathematica*, Londyn, r. 1687. Piérwsze dwie księgi tego dzieła poświęcone są rozważaniu praw ruchu wogóle, trzecia zaś zastosowaniu tych ogólnych rezultatów do ustroju wszechświata. Spośród rozmaitych wielce kwestyj, jakie Newton porusza w téj pracy, co ją czyni prawdziwą encyklopedyją dynamiki, wymienimy tu naprzód twierdzenie, iż kula gęstości jednakowéj, lubtéż symetrycznie rozłożonéj, przyciąga punkt materyjalny tak, jakgdyby cała jéj masa znajdowała się w jéj środku — twierdzenie, które nieobliczone oddaje usługi w mechanice nieba, umożliwiając obliczanie orbit. Znajdujemy tu rozwiązanie zagadnienia o dokonywanym pod wpływem siły ciężkości ruchu ciała w środku, stawiającym opór temu ruchowi, teoretyczne wykazanie związku między precesyją i spłaszczeniem ziemi i t. d. Słowem, porusza Newton w tym dziele mnóstwo kwestyj, mających jakikolwiek związek z astronomiją fizyczną. Imię Newton'a *Principia* okryły sławą niespożytą. Nadto, nie można nam pominąć doniosłych zasług Newton'a w optyce, a także nie wzmiankować o prawie jednoczesnym z Lejbnitz'em odkryciu rachunku «fluksyj», t. j. różniczkowego, które umożliwiło należyty rozwój mechaniki teoretycznéj wogóle, a niebieskiéj wszczególności. — Nie mógł się Newton uskarżać na brak uznania u spółczesnych. Od r. 1669 profesor w Cambridge, pozyskał od r. 1695, jako zarządzający mennicą królewską, znakomite dochody. Członek wielu towarzystw uczonych, prezes królewskiego towarzystwa w Londynie, poseł do parlamentu, widział się Newton, umiérając w głębokiéj starości w r. 1727, otoczonym wszelkimi możliwymi zaszczytami.

W drugiéj połowie wieku XVII pozyskała nauka astronomii kilka jeszcze cennych przyczynków. Duńczyk Olaus Römer (1644 — 1710) obrachował prędkość światła z zaćmień księżyców Jowisza, które spóźniają się tymwięcéj, im Jowisz daléj jest od ziemi. — Jan Richer (zm. w r. 1696) podczas swéj podróży w celach astronomicznych w latach 1671 — 3 do Kajeny zauważył i objaśnił zmianę długości wahadła sekundowego, zależną od szerokości gieograficznéj. — Starszy Cassini (1625 — 1712), piérwszy dyrektor nowo zbudo-

wanego (1667—72) obserwatoryjum w Paryżu, był bardzo czynny jako spostrzegacz i pisarz.—Głośny przez swe znakomite badania nad teoryją światła, siłą odśrodkową, kształtem ziemi i t. d., CHRYSTYJAN HUYGENS (1629—1695), wykrył istotną postać pierścienia Saturna i pierwszy dostrzegł w r. 1655 jeden jego księżyc (cztéry inne znalazł CASSINI w latach 1671—84). Onto wprowadził do zegarów wahadło, czego teoryją wyłożył w dziele *Horologium oscillatorium* (Paryż, 1673), a w dziele *De ratiociniis in ludo aleae* (Lejda, 1657) położył podstawy rachunku prawdopodobieństwa. —

JAN FLAMSTEED (1646—1719) stanowi przejście do wieku XVIII. Jego zabiegom obserwatoryjum w Greenwich zawdzięcza swe powstanie (r. 1675). Jako pierwszy w nim «astronom królewski», na podstawie swych licznych i na czas ów nader dokładnych obserwacyj, opracował nowożytny pierwszy katalog wielki gwiazd: *Historia coelestis britannica* (1712, 1725) i *Atlas coelestis* (1729).

HALLEY (1656—1742), następca FLAMSTEED'a w Greenwich, pierwszy według metody NEWTON'a obliczał drogi wielu komet i jednéj z nich, mianowicie komety, dostrzeganéj w r. 1682, zapowiedział powrót na r. 1758 lub 1759. Z obserwacyj na wyspie św. Heleny ułożył katalog gwiazd stałych pólkuli południowéj: *Catalogus stellarum australium* (Londyn, 1679). Analogiczną pracę uskutecznił także astronom francuski LACAILLE (1713—1762) na przylądku Dobréj Nadziei: *Coelum australe stelliferum* (Paryż, 1763). Podczas pobytu na św. Helenie HALLEY, obserwując przejście Merkurego przed tarczą słońca w r. 1677 powziął myśl oparcia na podobnych przejściach Wenery metody wyznaczenia paralaksy słońca, którąto metodę wyłożył w r. 1693 i 1716. W r. 1718 zwrócił uwagę na własny ruch gwiazd stałych.

Zakładanie od połowy XVIII stulecia coraz liczniejszych obserwatoryjów pozwoliło gromadzić bogaty materyjał obserwacyjny. Cały szereg astronomów imienia CASSINI, synowie, wnuki i prawnuki poprzednio wspomnianego, stojący na czele dostrzegalni paryskiéj w ciągu XVIII wieku, wsławił obserwatoryjum paryskie. — W pierwszéj połowie wieku XVIII rozstrzygniętą została kwestyja kształtu ziemi, którą jedni chcieli widziéć, jako jajo, spłaszczone u równika, a inni, stronnicy teoryi NEWTON'a, jako sferojdę spłaszczoną ku biegunom. Pomiary MAUPERTUIS'a w Laponii, a BOUGUER i LACONDAMINE'a w Peru (1735—1746) wykazały, iż stopnie szerokości ku biegunom są dłuższe, t. j. potwierdziły teoryją NEWTON'a.

Dwukrotne przejścia Wenery przed tarczą słoneczną w latach 1761 i 1769 wywołały pierwsze spółdziałanie prawie wszystkich rządów europejskich w organizowaniu dalekich wypraw naukowych po zdobycie materyjału do wyliczenia paralaksy słońca.

BRADLEY (1692—1762), następca HALLEY'a na stanowisku dyrektora obserwatoryjum w Greenwich, który, jako dostrzegacz, zajmuje w historyi astronomii stanowisko równorzędne z najznakomitszymi obserwatorami, t. j. takie samo, jak HIPPARCH, TYCHO i późniejszy BESSEL, uwieckopomnił swe nazwisko przed dwa wielkie odkrycia, przez nutacyją i przez aberacyją gwiazd stałych. Pierwsze z tych odkryć uzupełniło poglądy KOPERNIKA na ruchy kuli ziemskiéj. Aberacyja zaś, czyli zboczenie światła gwiazd stałych, którą BRADLEY zauważył przy poszukiwaniu rocznych paralaks gwiazd, słusznie ją objaśniając jako kombinacyją prędkości światła i ruchu ziemi, była pierwszym bezpośrednim potwierdzeniem ruchu ziemi w przestrzeni.

Następca BRADLEY'a w Greenwich, MASKELYNE (1732—1811), piérwszy zapomocą bezpośrednich fizycznych doświadczeń sprawdził prawo NEWTON'a na przyciąganiu gór ziemskich. Onto rozpoczął w r. 1767 wydawanie najwięcéj rozpowszechnionych efemeryd: *Nautical almanac*.

Zbudowanie w r. 1758 piérwszéj lunety achromatycznéj przez optyka DOLLOND'a, których możliwość teoretyczną okazał był w r. 1747 znakomity matematyk EULER (1707—1783), rozpoczyna nową erę w astronomii: trzymetrowéj długości luneta achromatyczna przewyższała swą siłą dawne nieachromatyczne lunety, których długość 50-u metrów dochodziła.

WILHELM HERSCHEL (1738—1822), pochodzący z Hanoweru, lecz w młodzieńczym już wieku stale osiadły w Anglii, przez długi czas nauczyciel muzyki i organista w Bath, wsławił się w astronomi początkowo przez odkrycie planety Uranusa w r. 1781, a następnie, korzystając ze stałego uposażenia, nadanego mu przez króla JERZEGO, przebywał już wciąż w Slough, zbudował wielkich rozmiarów i nieznanéj dotąd dokładności teleskopy zwierciadlane, za których pomocą zdołał znacznie rozszérzyć wiadomości o topografiii ciał niebieskich i wogóle gwiazdowego nieba. HERSCHEL'owi zawdzięczamy dostrzeżenie, oprócz pięciu już uprzednio znanych, jeszcze dwu nowych księżyców Saturna, oznaczenie czasu obrotu téj planety, odkrycie około 700 gwiazd podwójnych wraz z wymierzeniem ich wzajemnych odległości i oznaczeniem ich kolorów, badanie względnych ruchów gwiazd podwójnych, dostrzeżenie około 2500 mgławic, rozdzielenie drogi mlecznéj i kilku mgławic na pojedyncze gwiazdy, jakotéż piérwsze badania nad stosunkiem naszego systematu słonecznego do świata gwiazd stałych. W pracach stale dopomagała HERSCHEL'owi siostra jego, KAROLINA (1750—1848), która odkryła osiem komet, wiele mgławic i układała katalogi gwiazd. — Jedyny syn WILHELMA, JAN HERSCHEL (1792—1871), stał się spadkobiercą również sławy i talentu ojca, szczególniéj wskutek swych badań nad gwiazdami podwójnymi i mgławicami, tudzież spostrzeżeń nad gwiazdami południowéj półkuli, czynionych na przylądku Dobréj Nadziei.

We Francyi nauka astronomii od połowy wieku XVIII postępowała również olbrzymimi kroki. Znakomity analityk CLAIRAUT (1713—1765) podjął piérwszy, wespół z LALANDE'm i panią LEPAUTE, trudną pracę wyrachowania powrotu komety z r. 1682, przepowiadanego przez HALLEY'a, a rezultat tego rachunku, oznaczenie dnia jéj przejścia przez punkt przysłoneczny, tylko o miesiąc okazał się mylnym (nie był uwzględniony wpływ nieznanych wtedy planet, Uranusa i Neptuna). — Potrzeba ujednostajnienia miar wywołała podczas wielkiéj rewolucyi francuzkiéj uskutecznienie nowego, z nieznaną doówczas dokładnością, dokonanego przez MÉCHAIN i DELAMBRE'a, pomiaru łuku południka między Dunkierką i Montjouy koło Barcelony. W związku z tym było założenie w Paryżu doniosłéj dla astronomii praktycznéj instytucyi, tak zwanego «biura długości» (bureau des longitudes).

Wielce pracowity obserwator LALANDE (1732—1807), autor podręcznika, na którym wiele pokoleń astronomów się kształciło, oraz znakomici matematycy, LAGRANGE (1736—1813) i LAPLACE (1749—1827), zasłużyli się astronomii, doskonaląc metody badania matematycznego w mechanice niebieskiéj. Szczególniéj ostatniego wielkie dzieło, *Mécanique céleste* (Paryż, t. I i II 1799, III i IV 1805, a V 1825), które niejako za kontynuacyją i dalsze rozwinięcie NEWTON'owskich *Principia* uważane być może, w rozwoju astronomii

nowożytnéj wybitny moment stanowi. W piérwszych dwu tomach LAPLACE rozwija ogólne prawa statyki i dynamiki, rozpatruje prawo ciążenia powszechnego i wynikające stąd ruchy środków ciężkości ciał niebieskich. Badania nad kształtem ziemi, oscylacyjami atmosfery i mórz pod wpływem ciał niebieskich, nakoniec obrót tych ciał około swych osi, przyczym co do ziemi rozważa się teoryją precesyi i nutacyi, a co do księżyca teoryją libracyj, zamykają tę piérwszą część dzieła, mającą tytuł: *Théorie générale des mouvements et de la figure des corps célestes.* W drugiéj części (t. III i IV), t. j. w *Théories particulières des mouvements célestes*, rozwija LAPLACE sławne zadanie o ruchu trzech ciał w zastosowaniu do księżyca, dalej perturbacyje planet, pozostałych satelitów i komet. Nakoniec w tomie V znajdujemy uzupełnienia: teoryją refrakcyi astronomicznéj, hypsometryi barometrycznéj i t. p., tudzież historyją postępów mechaniki niebieskiéj. — Pracom wspomnianych w tym ustępie badaczów, a przedewszystkim LAPLACE'owi, zawdzięczamy piérwsze dokładne poznanie zmian elementów planety pod wpływem planet pozostałych; LAGRANGE i LAPLACE piérwsi dowiedli, iż ze wszystkich tych elementów tylko rozmiar wielkiéj osi eliptycznéj orbity jest wielkością stałą. —

1 stycznia r. 1801 PIAZZI (1746 — 1826) w Palermo odkrył nową planetę, Cererę, piérwszą z tak licznéj, jak się późniéj okazało, grupy asterójd. Niedługo późniéj w r. 1802 lekarz OLBERS (1758 — 1840) w Bremie, który podał (1797) znakomitą metodę obliczania dróg komet, odkrył drugą z nich, Pallas, a w r. 1807 jeszcze inną, Vestę, uprzednio zaś HARDING w Lilienthal w r. 1804 planetę Juno. Wygotowanie dopiéro wielkich i dokładnych atlasów niebieskich, zawiérających gwiazdy stałe aż do 9-éj wielkości, umożliwiło, poczynając od r. 1845, szybkie powiększanie ilości odkryć w tym kierunku. Do najszczęśliwszych w tym względzie astronomów należą GASPARIS, HIND, LUTHER, GOLDSCHMIED, PETERS, WATSON i inni. Ilość asterójd do lipca r. 1885 doszła do 248.

Doniosły tryumf doskonałości swych zasad teoretycznych święciła astronomija w r. 1846, gdy LEVERRIER (1811 — 1877), późniejszy (od r. 1853) dyrektor obserwatoryjum w Paryżu, ze zboczeń, jakim w swym biegu podlegał Uranus, wniósł o istnieniu planety poza Uranusem, któréj przyciąganie wywołuje owe zboczenia. Z tych właśnie danych obrachował LEVERRIER orbitę przypuszczalnéj planety, oraz jéj miejsce na niebie, bardzo blisko którego znalazł ją rzeczywiście astronom GALLE w Berlinie, nazajutrz po otrzymaniu wiadomości o wskazówce LEVERRIER'go. Planeta ta nosi nazwę Neptuna. Jednocześnie i zupełnie niezależnie od LEVERRIER'go, toż samo zadanie co do Neptuna rozwiązał ADAMS, profesor w Cambridge, lecz LEVERRIER wcześniéj rezultaty swych badań ogłosił. —

Z innych zasług astronomów w bieżącym stuleciu możemy w tym «*Krótkim rysie*» wzmiankować tylko o najważniejszych i to bardzo pobieżnie. Charakter bowiém subtelniejszy wielu z tych prac lub ich założeń nie nadaje się do krótkiego choćby ich przedstawienia. Dlatego także spośród wielu zasłużonych nauce astronomów bieżącego wieku wspomnimy tylko o najważniejszych.

Wielkich zasług na polu matematyki, gieodezyi i fizyki, GAUSS (1777—1855), od r. 1807 dyrektor nowego obserwatoryjum i profesor matematyki w Göttingen, niezależnie od różnych praktycznych prac astronomicznych, zalecających się pomysłowością sposobu ich wykonania, zapisał swe imię w histo-

ryi astronomii dwiema doniosłymi pracami: *Theoria motus corporum coelestium* (1809), w któréj rozwinął metody wyznaczania dróg ciał niebieskich, i *Theoria combinationis observationum*... (1819—1827), w któréj w inny sposób, niż to uczynił LEGENDRE w r. 1806, rozwinął tak zwaną metodę najmniejszych kwadratów, stosującą rachunek prawdopodobieństwa do spostrzeżeń w ten sposób, iż otrzymuje się wypadki najodpowiedniejsze, wraz z oznaczeniem możliwego błędu.

Z uczniów GAUSS'a wymienimy ENCKE'go (1791—1865), dyrektora obserwatoryjum i profesora w Berlinie, wsławionego swymi badaniami nad kometą o krótkim czasie obiegu, która jego nosi nazwisko, nad oznaczeniem paralaksy słońca z przejść Wenery w latach 1761 i 1769, jakotéż nad asterojdami.

BESSEL (1784—1846), początkowo poświęcał się zawodowi kupieckiemu. Od r. 1804 wspierany radami OLBERS'a poważnie zajął się astronomiją i w r. 1810 został dyrektorem świeżo pobudowanego obserwatoryjum i profesorem astronomii w Królewcu. Oprócz doniosłych rezultatów jego badań nad precesyją, nutacyją, refrakcyją, aberacyją, pochyleniem ekliptyki, wielkiego katalogu gwiazd do 9-éj wielkości między -15^0 i $+45^0$ zboczenia, nauka zawdzięcza mu pierwszą paralaksę gwiad stałych, t. j. ostateczne stwierdzenie teoryi KOPERNIKA o rocznym ruchu ziemi. Mianowicie BESSEL zapomocą znakomitego przyrządu, heliometru (zob. w *Kosmografii* str. 263), wykonanego przez FRAUNHOFFER'a, znalazł w r. 1838 paralaksę gwiazdy 61-éj Łabędzia, równą $0'',314$; obecnie, jako ostateczny wynik wielu obserwacyj téj gwiazdy, należy przyjąć wartość jéj paralaksy $0'',51$, skąd wypada, iż odległość téj gwiazdy od ziemi wynosi 412 500 promieni drogi ziemskiéj.

Jednocześnie WILHELM STRUVE (1793—1864) z Altony, który początkowo studyjował filologiją w Dorpacie, lecz już od roku 1813, na stanowisku obserwatora w miejscowéj dostrzegalni, zyskał sobie uznanie pracami nad gwiazdami podwójnymi, na nieznaną dotąd skalę prowadzonymi, określił paralaksę Wegi (α Lutni) początkowo (1838) na $0'',25$, lecz tę liczbę, jak późniejsze obserwacyje wykazały, zmniejszyć wypadło do $0'',20$. — Od r. 1832 zajmował się STRUVE urządzeniem budującego się znakomitego i uposażanego wciąż w najlepsze przyrządy obserwatoryjum w Pulkowie pod Petersburgiem, w którym, jako jego dyrektor, rozpoczął pracować od r. 1839. Kształcąc liczny zastęp astronomów i gieodezistów, prowadził daléj, częścią wespół ze swym synem OTTONEM (ur. w r. 1819, dyrektor po ojcu od r. 1863), badania nad gwiazdami podwójnymi, jakotéż nad różnymi ważnymi astronomicznymi zadaniami, z których wspomnimy o wyznaczeniu położenia punktu wiosennego, pochylenia ekliptyki, refrakcyi, aberacyi i t. d. Nadto pod kierunkiem STRUVE'go dokonany został w Rosyi (1820—1853) pomiar bardzo wielkiego łuku południka, gdyż od $70^0 40' 11'',3$ do $45^0 20' 2'',8$ szerokości (*Arc du méridien*... 2 tomy, Petersburg, 1857—60). W pracy téj miał udział ADAM PRAŻMOWSKI, ówcześnie (1852—3) adjunkt obserwatoryjum w Warszawie, który był przewodniczącym oddziału, wymierzającego część od 52^0 do 46^0.

ARGELANDER (1799—1875), uczeń BESSEL'a, dyrektor nowego obserwatoryjum w Abo, a po jego pożarze i przeniesieniu uniwersytetu, w Helsingforsie, nakoniec od r. 1837 profesor i dyrektor nowego obserwatoryjum w Bonn, prócz prac nad ruchem własnym kilkuset gwiazd stałych i nad gwiazdami zmiennymi, dokonał przepatrzenia północnego nieba i wydał, na zasadzie otrzymanych wyników przeszło milijona określeń, rozpowszechniony między astronomami *Atlas des nördlichen gestirnten Himmels*. ARGELANDER zajmował się również badaniem własnego ruchu systematu słonecznego.

Wspominany powyżéj LEVERRIER z nieznaną dotychczas dokładnością opracował drogi i ruchy siedmiu wielkich planet, a ta jego praca (tomy IV — XIV *Annales de l'observatoire de Paris*, 1843 — 1875) długo pozostanie podstawową w téj gałęzi astronomii. —

Wynalazek fotografii i zastosowanie go w astronomii, prace nad fotometryją i nakoniec zastosowanie analizy widmowéj do badania ciał niebieskich, oto najwybitniejsze momenty w rozwoju astronomii w ostatnich czasach. Zdjęcia fotograficzne powierzchni słońca, księżyca i planet częściowo zastąpiły dawny mozolny sposób określania spółrzędnych oddzielnych punktów tarczy tych ciał niebieskich. STEINHEIL (1801 — 1870) i ZÖLLNER (1834 — 1882) piérwsi podali dokładne przyrządy, umożliwiające określanie siły światła oddzielnych ciał niebieskich, kładąc tym sposobem podwaliny naukowéj fotometryi. Nakoniec rozbiór widmowy pozwolił rozciągnąć badania astronomiczne na tę dziedzinę, o której się uprzednio zdawało, iż jéj nigdy one objąć nie będą w stanie. Najważniejsze rezultaty, w tym kierunku osiągnięte, jakoteż nowe badania SCHIAPARELLI'ego nad meteorytami, łącznie z jego teoryją komet, są téj natury, iż przedstawienie ich w jakkolwiek zwięzłym zarysie wymagałoby koniecznie przytoczenia szczegółów, które wychodzą poza zakres tego artykułu. Wszystkie zresztą najważniejsze z tych dochodzeń naukowych są przytoczone w tekście *Kosmografii*.

* * *

Przez cały wiek XVII i przez piérwszą połowę wieku XVIII, chociaż na akademijach w Krakowie *), Wilnie i Zamościu wykładano astronomiją, to jednak właściwie bawiono się przeważnie astrologiją i żadne zasługujące na uwagę prace astronomiczne lub spostrzeżenia czynione nie były.

Wprawdzie w Krakowie, gdzie w poprzednich wiekach z zamiłowaniem astronomiją uprawiano, poważnie zapatrujący się na ważność prac istotnie naukowych, zasłużony w dziejach matematyki w Polsce, JAN BROŻEK (1585—1652), poprzednio «ordinarius academiae cracoviensis astrologus» (1614—1629), w r. 1639 zapisał akademii 3000 złotych, z których dochód w równych częściach miał iść na powiększenie środków profesora, na stypendyjum dla jednego ucznia astronomii i na przyrządy lub książki astronomiczne **). Lecz dopiéro po przywiezieniu w r. 1745 z Włoch przez profesora teologii JÓZEFA POPIOŁKA nowszych przyrządów astronomicznych, jakoteż dzieł CASSINI'ego, NEWTON'a, CAPELLI'ego i innych (co wszystko opłacono z powyższéj fundacyi BROŻKA), zaczęto sobie przyswajać nowsze pojęcia o astronomii praktycznéj.

Początek poważnego traktowania astronomii w akademii wileńskiéj, zatwierdzonéj i oddanéj Jezuitom przez STEFANA BATOREGO w r. 1579, odnieść należy również do połowy wieku XVIII. W roku bowiém 1753 TOMASZ ŻEBROWSKI wyjednywa u księżnéj ELŻBIETY z OGIŃSKICH PUZYNINY pewną sumę na zbudowanie obserwatoryjum, a z darów innych osób zaopatruje je w nie-

*) Do historyi uprawiania astronomii w Krakowie odnoszącą się, jedyną dotąd, pracą źródłową jest prof. F. KARLIŃSKIEGO *Rys dziejów obserwatoryjum astronomicznego uniwersytetu krakowskiego*, ogłoszony w jubileuszowéj książce zbiorowéj *Zakłady uniwersyteckie w Krakowie* (Kraków, 1864).

**) Z dochodów z tego legatu, wogóle nieudolnie administrowanego, zakupowano od czasu do czasu narzędzia astronomiczne i miernicze, w r. 1761 pokryto koszta obserwacyi przejścia Wenery przed tarczą słońca, i jeszcze JAN ŚNIADECKI w r. 1776 otrzymał stypendyjum (zob. w przytoczonym już dziele prof. FRANKEGO str. 165 i 268).

które narzędzia. Lecz dopiero Marcin Odlanicki Poczobut (1728—1808), również Jezuita, wysłany kosztem kanclerza ks. Michała Czartoryskiego, we Włoszech i w południowej Francyi (1761—1764) gorliwie pracował nad matematyką i astronomiją, pilnie przez czas dłuższy wprawiając się w spostrzeżenia w obserwatoryjach w Marsylii i Awinionie. Po powrocie do Wilna, zajął się uzupełnieniem obserwatoryjum, a uzyskawszy od Puzyniny nowy znaczny zasiłek, niezależnie od jéj zapisu 6000 dukatów na utrzymywanie obserwatoryjum, pojechał w r. 1768 przez Daniją i Holandyją do Anglii po potrzebne narzędzia. Po pracy w obserwatoryjach w Greenwich i w Paryżu, wróciwszy w r. następnym do Wilna, do końca r. 1772 był zajęty ustawianiem przybywających narzędzi. Od tego czasu robił staranne spostrzeżenia, spólnie z ks. Jędrzejem Strzeckim (zm. w r. 1797), a wsparty szczérą protekcyją Stanisława-Augusta *) pomnaża środki obserwacyjne. Część jego spostrzeżeń została ogłoszoną p. t. *Cahiers des observations astronomiques faites à l'observatoire de Vilna en 1773.* Poczobut, utrzymując wciąż stosunki z astronomami i obserwatoryjami zagranicą, przez pracę sumienną wyrabia poważne imię obserwatoryjum wileńskiemu, co się przejawiło w wyborze Poczobuta na członka królewskiego towarzystwa naukowego w Londynie i akademii nauk w Paryżu, a jednocześnie gorliwy bierze udział w pracach nad reformą szkół, przedsięwziętą przez Komisyją Edukacyjną, jakotéż troskliwie zabiega w ważnych momentach około ocalenia funduszów edukacyjnych. W r. 1799 złożył rektorat «Szkoły Głównéj litewskiéj», który mu powierzono w r. 1780, a kierunek obserwatoryjum w r. 1807 zdał Janowi Śniadeckiemu, poczym usunął się do klasztoru Jezuitów w Dynaburgu, gdzie zmarł w roku następnym. Z prac astronomicznych Poczobuta najwięcéj znaczenia mają obserwacyje planety Merkurego, które posłane do Paryża posłużyły Lalande'owi do poprawienia elementów i ułożenia tablic biegu téj planety. Oddzielne obserwacyje przesyłał do wydawnictw naukowych w Wiedniu, Berlinie i Gotha.

Również Jezuita, ks. Józef Rogaliński (1728—1802), autor pierwszéj popolsku ogłoszonéj fizyki naukowéj, własnym staraniem urządził sobie około r. 1765 w Poznaniu małe obserwatoryjum, a jego spółpracownikiem od r. 1770 był Jezuita Jędrzej Gawroński (1740—1813), późniejszy członek towarzystwa do ksiąg elementarnych i tłómacz podręczników matematycznych Lhuilier'go, ogłaszanych przez Komisyją Edukacyjną, a następnie biskup krakowski. Zamknięcie w r. 1773 zakonu Jezuitów przerwało istnienie dostrzegalni poznańskiéj, a narzędzia w r. 1783 przewiózł Jan Śniadecki do Krakowa.

W Warszawie pierwsze małe obserwatoryjum urządził na Zamku królewskim Stanisław-August, a za przykładem króla poszli ks. Czartoryscy w swoim pałacu, gdzie dostrzeżenia robił w roku 1775—6 ich lekarz Wolff. Kierownikiem dostrzegalni królewskiéj był Jezuita, Fryderyk Bystrzycki (1737—1821), po którym pozostał liczny materyjał dostrzeżeń meteorologicznych, spożytkowanych następnie przez Jastrzębowskiego i p. Kowalczyka w odpowiednich pracach obszerniejszych, odnoszących się do Warszawy. Jednak właściwie astronomiczne spostrzeżenia Bystrzyckiego nie miały żadnéj wartości naukowéj.

Wskrzeszenie nauk astronomicznych i matematycznych w akademii krakowskiéj łączy się ściśle z imieniem Jana Śniadeckiego i z reformą jéj przez

---

*) Aby się za nią wywdzięczyć, w r. 1785 zaprojektował, wbrew woli króla, utworzenie gwiazdozbioru «Taurus Poniatovii» (Ciołek Poniatowskiego) blisko Tarczy Sobieskiego.

Kołłątaja w r. 1780. Jan Śniadecki (1756—1830), urodzony w Wielkopolsce, już w r. 1775, jako doktór filozofii, rozpoczął w Krakowie wykłady algiebry, jako nowéj nauki w akademii. W r. 1778 wysłany za granicę, studyjował w Niemczech, a od r. r. 1780 w Paryżu, gdzie się zbliżył z matematykiem i astronomem Cousin'em, Laplace'm i d'Alambert'em. Powróciwszy do kraju w r. 1781 jako profesor matematyki i astronomii w nowo zreformowanéj «Szkole Główněj koronnéj», gorliwie się zajął sprawą pobudowania obserwatoryjum astronomicznego. Z tą myślą wystąpił piérwszy w r. 1749 wspomniany już Popiołek, a później podejmowali ją w r. 1764 prof. Niegowiecki z rektorem Biegaczewiczem. W r. 1780 podczas reformy Hugo Kołłątaj zapowiedział wzniesienie obserwatoryjum. Lecz dopiéro w r. 1787, i to wskutek tylko zabiegów Śniadeckiego, udało się rozpocząć budowę, gdy przyrządy, przezeń zamówione podczas pobytu w Paryżu, nadeszły już w r. 1785. Aby uzupełnić swe przygotowanie do praktycznych zajęć, wyrobił sobie Śniadecki pozwolenie udania się jeszcze raz zagranicę w r. 1787, głównie do Paryża i Anglii, w któréj zwiedzał obserwatoryja w Greenwich, Oksfordzie i dwukrotnie znakomitego Herschel'a w Slough. W r. 1791 rozpoczęły się regularne obserwacyje, które, aż do r. 1803 z niejakimi przerwami, spowodowanymi przez ówczesne wypadki, prowadził Śniadecki. Prace te zjednały mu uznanie astronomów europejskich, szczególniéj odszukanie nowo odkrytéj w r. 1801, któréj w roku następnym długo astronomowie znaléźć nie mogli, planetojdy Ceres, oraz obserwacyje odkrytéj przez Olbers'a planetojdy Pallas, którą Śniadecki, według Balińskiego, miał dostrzéc niezależnie od Olbers'a. Spostrzeżenia swe pomieszczał Śniadecki w spółczesnych czasopismach astronomicznych, głównie w efemerydach wiedeńskich (1798—1805). Nakoniec, jeszcze w r. 1791 zajmował się Śniadecki spólnie z Tadeuszem Czackim wielkim projektem pomiaru gieodezyjnego całéj Polski, ku czemu plan szczegółowy wygotował, lecz o przeprowadzeniu go mowy już być nie mogło. — Uwolniwszy się w r. 1803 od wszelkich obowiązków w Krakowie, Śniadecki wyjechał do Francyi i Włoch, a po powrocie w r. 1805, w następnym roku, ustępując naleganiom Czackiego i ks. Adama Czartoryskiego, przyjął wybór na kierownika obserwatoryjum, a wkrótce i na rektora w Wilnie. Nie tu miejsce śledzić koleje publicznego żywota Śniadeckiego w Wilnie; zauważymy tylko, iż, jako astronom, prowadził on pilnie swe spostrzeżenia od r. 1808 aż do r. 1825, przesyłając je corocznie do Paryża i Petersburga, a niektóre komunikując Wincentemu Wiśniewskiemu (1784—1853), który z polecenia akademii petersburskiéj wyznaczał położenia gieograficzne różnych miejscowości w Rosyi. W r. 1825 Śniadecki od wszystkich godności w wydziale wychowania się usunął i przebywał już do śmierci na wsi pod Wilnem. Z pism astronomicznych Śniadeckiego zaznaczymy tu wspomnianą już powyżéj rzecz o Koperniku, która zawarła trafną ocenę ze stanowiska specyjalisty dzieła Kopernika, daléj: *Jeografiią, czyli opisanie mat. i fiz. ziemi* (cztéry wydania: 1804, 1809, 1818, w *Pismach* 1837—8) i *Trygonometryą kulistą, analitycznie wyłożoną...* (1817, 1820, tłomaczenie niemieckie Feldt'a wydane w Lipsku w r. 1828).— Uczniem Śniadeckiego i następcą jego w obserwatoryjum wileńskim do r. 1843 był Piotr Sławiński (1794—1862), do r. 1832 profesor astronomii, który napisał dotychczas jedyne dzieło o astronomii teoretycznéj w języku polskim: *Początki astronomii teoretycznéj* (Wilno, 1826). Wespół zaś ze swym adjunktem Michałem Hłuszniewiczem (1797—1862) ogłosił cztéry zeszyty wydawnictwa: *Extrait des observations faites à Vilna*, a dalsze dwa ogłosił już sam Hłuszne-

wicz, jako kierujący do r. 1848 obserwatoryjum wileńskim, które i dalej było czynne, lecz z czasem, z uwagi na nieodpowiednie nowszym wymaganiom pomieszczenie w ludnéj i ruchliwéj dzielnicy, zostało zamienione na dostrzegalnią fotograficzną. Pożar w r. 1877 położył kres i téj instytucyi.

Obserwatoryjum krakowskie po usunięciu się ŚNIADECKIEGO przechodziło przez długi przeciąg czasu różne, wogóle niepomyślne koleje *). Dopiéro, gdy w r. 1825 został wskutek konkursu dyrektorem obserwatoryjum i profesorem astronomii MAKSYMILIJAN WEISSE (1798—1863), pochodzący z niższéj Austryi, który poważnymi pracami, do r. 1842 z adjunktem JANEM KANTYM **) STECZKOWSKIM (1800—1881), następnie zaś do r. 1862 z innymi adjunktami dokonanymi, nanowo podniósł znaczenie dostrzegalni krakowskiéj, wcielił ją do zastępu czynnych i umiejętnie prowadzonych obserwatoryjów. Z prac z okresu zarządu WEISSE'go przedewszystkim wymienić należy katalog gwiazd między — 15° i + 45° zboczenia, przez BESSEL'a obserwowanych, ogłoszony przez akademiją petersburską (2 tomy, 1846, 1863); inne obserwacyje były drukowane w *Astronomische Nachrichten*, w wydawnictwach wiedeńskich i oddzielnie w Krakowie. Za staraniem również WEISSE'go w latach 1858—9 przebudowano obserwatoryjum. Po WEISSE'm, w r. 1862 został dyrektorem i profesorem astronomii poprzedni adjunkt w obserwatoryjach w Krakowie i Pradze, p. dr. FRANCISZEK KARLIŃSKI, adjunktem zaś od r. 1865 jest p. dr. DANIEL WIERZBICKI.

Założenie dzisiejszego obserwatoryjum w Warszawie jest zasługą FRANCISZKA ARMIŃSKIEGO (1789—1848). Po studyjach matematycznych w szkole inżynierów księstwa warszawskiego, a następnie trzyletniéj pracy naukowéj w Paryżu do r. 1815, od r. 1816 do r. 1831 profesor astronomii w królewsko-warszawskim uniwersytecie, wyrobił ARMIŃSKI u rządu krajowego pobudowanie obserwatoryjum astronomicznego. Budowlę rozpoczęto w r. 1820, a tak nią samą, jak i urządzeniem wewnętrznym obserwatoryjum z wielką pilnością zajmował się ARMIŃSKI. W r. 1825 oddano mu do użytku obserwatoryjum, którym on kierował do śmierci. — Następca ARMIŃSKIEGO, JAN BARANOWSKI (1800—1876), adjunkt od r. 1825, dyrektor zaś obserwatoryjum od r. 1848 do 1869, profesor astronomii w Szkole Głównéj (1862—9), ogłosił ze swych obserwacyj tylko spostrzeżenia o komecie BIELI w r. 1836, a nadto dokonał wydania dzieł KOPERNIKA z polskim ich przekładem.—Drugim pomocnikiem ARMIŃSKIEGO od r. 1839, a następnie adjunktem BARANOWSKIEGO do r. 1863 był ADAM PRAŻMOWSKI (1821—1885), od r. 1860—3 profesor fizyki w akademii medyko-chirurgicznéj i w Szkole Głównéj. Z licznych jego prac wymienimy: opracowanie części astronomicznéj przy trójkątowaniu Królestwa polskiego w latach 1846—9 i połączeniu tych pomiarów z pomiarami Prus i Austryi, wspomniane już poprzednio kierownictwo w r. 1852 ekspedycyją,

---

*) W tym peryjodzie od roku 1808 do 1810 był dyrektorem późniejszy astronom w Kazaniu i Wiedniu, JÓZEF JAN LITTROW.

**) STECZKOWSKI w r. 1861 ogłosił w Krakowie książkę: *Astronomija, sposobem dla każdego dostępnym wyłożona....*

[Brak miejsca nie dozwala tu czynić wzmianek o różnych popularnych książkach astronomicznych u nas. Przegląd takich dzieł, w wieku bieżącym wydanych, choć niejednokrotnie bardzo pobłażliwy, doprowadzony do r. 1870, czytelnik znajdzie w ostatnim ustępie wzmiankowanej powyżéj pracy p. KUCHARZEWSKIEGO. Później nakładem redakcyi «Przeglądu Tygodniowego» ogłosił p. KAROL HERTZ obszerną książkę: *Kosmografija* (Warszawa, 1880).]

kończącą w Besarabii pomiar południka, oraz z prac, ogłoszonych w *Comptes rendues* paryskiéj akademii nauk: rozprawę o błędach osobistych obserwatorów w r. 1854, spostrzeżenia nad polaryzacyją komety DONATI'ego w r. 1858 i nakoniec doniosłe badania nad światłem korony słonecznéj, uskutecznione 18 lipca r. 1860 podczas obserwowania całkowitego zaćmienia słońca w Hiszpanii, dokąd PRAŻMOWSKI przez władze w Warszawie wysłany został. Spostrzeżenia te doprowadziły go do wniosku, stanowiącego początek nowszych poglądów w tym kierunku: że światło korony jest spolaryzowane, a zatym chociaż w części odbite od słońca. Astronomowie amerykańscy i francuscy nie przyjęli zrazu zdania PRAŻMOWSKIEGO; lecz po latach kilku, po zastosowaniu przyrządu widmowego do badania powłók słonecznych, pogląd PRAŻMOWSKIEGO został potwierdzony. — Po wyjeździe PRAŻMOWSKIEGO z Warszawy w r. 1863, adjunktem obserwatoryjum został p. dr. JAN KOWALCZYK, PRAŻMOWSKI zaś przebywał w Paryżu, gdzie, kierując warsztatem przyrządów naukowych optycznych, rozwinął wielką pomysłowość w ich budowie lub udoskonalaniu, zajmując się jednocześnie badaniem kwestyj teoretycznych, napotykanych przy owych pracach praktycznych.

Winniśmy tu jeszcze dodać, że przy szkole politechnicznéj we Lwowie w ostatnich latach powstaje zwolna obserwatoryjum dla wprawiania studentów w praktycznym rozwiązywaniu zadań z astronomii sferycznéj i gieodezyi wyższéj, którym kieruje p. prof. DOMINIK ZBROŻEK. —

W wieku bieżącym, tak w Europie zachodniéj, jak i w Ameryce północnéj wiele powstało obserwatoryjów astronomicznych prywatnych. Instytucyje takie, najczęściéj z wielką wytrwałością i zamiłowaniem prowadzone przez swych założycieli, mimo niekiedy skromnych środków obserwacyjnych, poważne czasem usługi nauce świadczą, jużto przez obserwacyje, z własnéj inicyjatywy ich właścicieli prowadzone, jużteż jako wzywane do spółudziału w pracy przez niektóre państwowe dostrzegalnie. Samo się przez się rozumie, iż ze względu, że byt obserwatoryjów takich nie jest na długie lata zapewniony, nie przedsiębiorą one zadań, właściwych obserwatoryjom zasobniejszym i mającym pewność co do ciągłości obserwacyj. — U nas również, i to nie przez naśladownictwo, lecz pod wpływem zamiłowania do czynienia spostrzeżeń, powstawały takie obserwatoryja. I tak LUDWIK RULIKOWSKI (1785—1872) około r. 1840 w majątku swym Świerże w Chełmskim, a po r. 1864 w Świtarzowie pod Sokalem w Galicyi miał obserwatoryjum z dobrymi przyrządami, które częściowo zapisał instytucyjom galicyjskim, częściowo zaś przekazał swemu zięciowi, p. KAJETANOWI KRASZEWSKIEMU, mającemu urządzone od r. 1855 bardzo zasobne obserwatoryjum w Romanowie Podlaskim. P. JAN JĘDRZEJEWICZ, autor niniejszéj *Kosmografii*, posiada urządzone od r. 1875 obserwatoryjum w Płońsku, o wciąż wzmagających się zasobach do robienia dostrzeżeń, należące do rzędu naukowo-czynnych obserwatoryjów astronomicznych prywatnych i pozostające w połączeniu z ogólnym związkiem obserwatoryjów.

ERRATA.

str.	*wiersz*		*zamiast*	*powinno być.*
7	16	*od dołu*	zwane	zwana
13	20	*od góry*	N'OSW	NOS'W
33	6	*od dołu*	biegowa	biegunowa
55	10	„	B*b* sin β = B*b* sin φ	B*b* sin φ
67	8	„	*a* O *s*	*a* Z *s*
103	13	„	9,35	9,35 s.
110	14	*od góry*	mili	mil
118	2	„	Fraunchoffer'a	Fraunhoffer'a
136	15	„	114	1114
139	11	*od dołu*	=	wypadała
149	7	„	wyraźnie	niewyraźnie
181	14	*od góry*	Marsa, Jowisza i Saturna	Mars, Jowisz i Saturn *(Red.)*
183	13	„	582	583
215	4	„	miejscu *c*	miejscu S
216	6	„	lody	lądy
244	12	*od dołu*	191 300	119 300
„	11	„	$\frac{1}{10}$	$\frac{1}{11}$
267	5	„	4	5
295	9	*od góry*	Eucke'go	Encke'go
320	7	„	owych	swych
321	8	*od dołu*	odkryta	odkrytą
332	12	„	krzyżyjące	krzyżujące
369	6	*od góry*	ZAG	*z* AG
XXX	18	„	rozjaśniony	rozjaśnionym

KOSMOGRAFIJA.

ROZDZIAŁ I.

KULA NIEBIESKA I JÉJ RUCH POZORNY.

1. Ogólny widok nieba. Z jakiegokolwiek punktu na ziemi, w miejscu otwartym, spoglądać będziemy na świat nas otaczający, zawsze nam się wyda, że znajdujemy się w środku płaszczyzny kolistéj, podpierającéj półkuliste, nad naszymi głowami jakby nieco spłaszczone sklepienie nieba, do którego różnorodne gwiazdy, słońce i księżyc wydają się przyczepionymi. Wrażenie to niezmiennie powtarza się wszędzie, w każdym punkcie na ziemi, dokąd tylko człowiek zdołał dotrzéć — wyjąwszy naturalnie przypadki, w których nierówności gruntu, budowle i t. p. zasłaniają nam widok. Nie widzimy nigdzie ani łączności z innymi światami, ani nie możemy wyznaczyć żadnego krańca; stąd wnieść należy, że ziemia nasza jest wolno w przestworzu zawieszona i że powierzchnia jéj przedstawia wogóle powierzchnią bryły odosobnionéj, taką mianowicie, która nie posiada żadnych kantów i na któréj każdy punkt, a wszczególności oko nasze, zdaje się być środkiem olbrzymiéj półkuli nieba, nad nami rozpostartéj.

Przypatrując się u nas dłużéj gwiazdom, słońcu lub księżycowi, dostrzeżemy, że słońce, księżyc i większość gwiazd wychodzą z jednéj strony, spod widzialnéj płaszczyzny ziemi, wznoszą się coraz wyżéj, zakreślając regularną liniją krzywą, i doszedszy na niéj do pewnego najwyższego punktu, który zowią górowaniem gwiazdy (culminatio), opuszczają się ku dołowi i nikną pod płaszczyzną ziemi. Ruch ten wschodu, górowania i zachodu ciał niebieskich trwa ciągle, nie przedstawiając również żadnego zakończenia, ani przerwy.

2. Płaszczyzny odniesienia — Kierunek pionowy.—Aby badać położenia gwiazd przy braku fizycznych granic, któreby do oryjentowania się w przestworzach nieba posłużyć mogły, korzystamy z powyższego złudzenia: przyjmujemy, że oko nasze jest w środku téj wielkiéj gieometrycznéj kuli. Wszystkie odległości na powierzchni téj kuli oznaczamy łukami kół wielkich, których miarą są kąty, mające wiérzchołek w oku naszym, lubteż odnosimy położenia ciał niebieskich do pewnych przypuszczalnych płaszczyzn, przechodzących przez środek kuli, a więc również przez oko nasze. Położenia tych płaszczyzn odniesienia (oryjentacyjnych) winny być wyprowadzone z pewnych naturalnych danych, aby były niezmienne, a w każdym czasie i w każdym miejscu możebne do odszukania.

Podstawą główną takiego oznaczania wszystkich kierunków stałych w każdéj miejscowości na ziemi jest pion, a narzędziem pomocniczym ku temu — libella, czyli śródwaga. Pion, t. j. nitka z zawieszonym u dołu ciężarkiem i wolno puszczona, wskazuje w każdym miejscu kierunek stały, pionowy, a zarazem prostopadły do powierzchni wód stojących. Płaszczyzna, prostopadła do kierunku pionu, nazywa się płaszczyzną poziomą.

3. Poziom. Do oznaczenia płaszczyzny poziomej służy śródwaga (fig. 1), t. j. rurka szklana, walcowa, osadzona w oprawie płaskiéj, metalowéj, niezupełnie wypełniona płynem, tak iż bańka powietrza w niéj pozostaje. Jeżeli umieścimy śródwagę na płaszczyźnie poziomej, to bańka powietrzna utrzymuje się w środku rurki; przy przechyleniu płaszczyzny, bańka powietrza z powodu swéj lekkości, przesuwa się do końca podniesionego. Tym sposobem w każdym miejscu ziemi jesteśmy w stanie oznaczyć płaszczyznę do pionu prostopadłą, t. j. płaszczyznę poziomą.



Fig. 1.

Jeżeli płaszczyzna pozioma przechodzi przez oko nasze, to nazywa się ona poziomem fizycznym; przedłużona — oddziela półkulę niebieską, widzialną nad nami, od niewidzialnéj, będącéj pod nami. Jeżeli spostrzegacz znajduje się na powierzchni ziemi, to poziom widzialny, czyli pozorny, przedstawia tę okrągłą powierzchnią, nie będącą właściwie płaszczyzną którą wokoło siebie spostrzegamy, zakończoną kołem, zwanym widnokręgiem.

Odróżniamy jeszcze poziom astronomiczny, t. j. płaszczyznę, przechodzącą przez środek ziemi, równoległą do poziomu fizycznego, przechodzącego przez oko spostrzegacza. Oczywiście, że każdemu punktowi na powierzchni ziemi odpowiada inny poziom astronomiczny.

Płaszczyzna pozioma, którą dla każdéj miejscowości zapomocą śródwagi wyznaczyć możemy, przecina powierzchnią kuli niebieskiéj według koła, zwanego **kołem poziomu**, odpowiadającym téj miejscowości. Liniją zaś do poziomu prostopadłą, a więc mającą w owéj miejscowości kierunek pionowy, nazywamy **liniją wiérzchołkową** téj miejscowości. Ona przecina półkulę widzialną w **punkcie wiérzchołkowym**, inaczéj zwanym **zenitem**; przedłużona zaś ku dołowi spotyka drugą półkulę niewidzialną w punkcie zwanym **nadirem**. Zenit i nadir są więc odległe (us. 2) od poziomu o 90°. Liniją wiérzchołkową nazywamy także **liniją zenitalną**.

Przez liniją wierzchołkową można poprowadzić dowolną ilość **płaszczyzn wiérzchołkowych**; wszystkie one są prostopadłe do poziomu i przecinają kulę niebieską według **kół wiérzchołkowych**.

Jako jednę z płaszczyzn odniesienia, o których mówiliśmy w us. 2-im, możemy przyjąć poziom miejscowości, w któréj robimy spostrzeżenia. Aby miéć drugą taką płaszczyznę, potrzeba z płaszczyzn wiérzchołkowych wybrać pewną szczególną, dla danéj miejscowości tak określoną, iżby ją niewątpliwie wyznaczyć było można.

4. Linija południowa. W tym celu oprzéć się możemy na zjawisku widzialnego ruchu słońca. Na stoliku poziomym utwierdzamy pręcik pionowy. Wmiarę wznoszenia się słońca, cień rzucony przez pręcik staje się coraz krótszym. W chwili, kiedy słońce około godziny 12-éj w południe, jest najwyżéj, cień jest najkrótszy; chwilę tę jak wiemy (us. 1), nazywamy górowaniem słońca, lub południem; wtedy koniec najkrótszego cienia znaczymy na stoliku w punkcie *z*. [Powtarzając to spostrzeżenie co jakiś czas, lub jeszcze lepiéj, w różnych porach roku, znajdziemy, że długość cienia od zimy do lata skraca się, tak iż cień ostrza *k* przypada na wiosnę w punkcie *w*, latem w punkcie *l*; punkty te jednak leżą na jednéj linii prostéj, przez podstawę pręcika przechodzącéj; górowanie więc słońca przypada zawsze na téj saméj płaszczyźnie wiérzchołkowéj]. Prostą, według

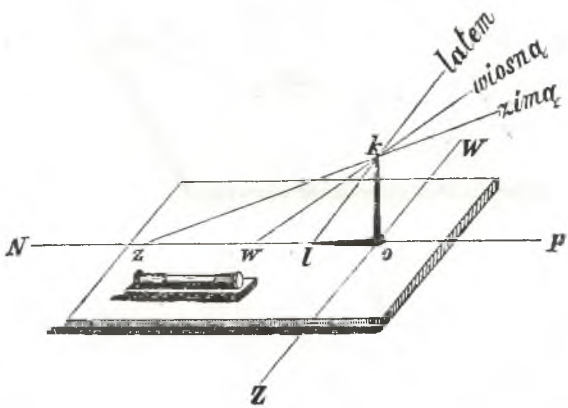


Fig. 2.

której płaszczyzna wierzchołkowa *kzl* przecina poziom, t. j. liniją *z*P, nazywamy liniją południową. Punkty przecięcia téj linii z kołem poziomu stanowią: w stronie widzialnego słońca południe P, w przeciwnéj zaś stronie północ N. Linija, poprowadzona przez punkt *o* prostopadle do linii południowéj, przetnie koło poziomu w punktach W i Z, stanowiących wschód i zachód. Płaszczyzna wierzchołkowa, przechodząca przez południe P danego miejsca, którąby można nazwać płaszczyzną wierzchołkową południową, stanowi właśnie tę płaszczyznę, o któréj mówiliśmy na końcu us. poprzedzającego. Płaszczyzna zaś wierzchołkowa, przez prostą WZ przechodząca, zowie się płaszczyzną wierzchołkową pierwszą.

Te cztéry punkty na poziomie: południe, północ, wschód i zachód stanowią tak zwane cztéry (kardynalne) główne strony świata.

5. Gnomon. Wyznaczenia linii południowéj praktycznie dokonać można prędzéj i dokładniéj, stawiając na stoliku pręcik, mający na końcu przygiętą blaszkę z otworkiem S (fig. 3). Przepuściwszy przez otworek nitkę pionu, znaczymy na stoliku punkt *o*, jako podstawę linii wierzchołkowéj, i z tego punktu zakreślamy kilka kół spółśrodkowych promieniami dowolnymi. Następnie, śledząc bacznie obraz jasny otworka, rzucany przez słońce przed południem, znaczymy na każdym kole jego miejsce: *a*, *b*, *c* i powtarzamy to po południu w punktach *c'*, *b'*, *a'*. Następnie cięciwy, łączące odpowiednie punkty, dzielimy na połowy; podziały te przypadną na jednéj linii prostéj, przez punkt *o* przechodzącéj, t. j. na linii południowéj. Właściwie dostateczny tu jest jeden środek cięciwy; większa ich ilość służy do sprawdzenia dokładności.

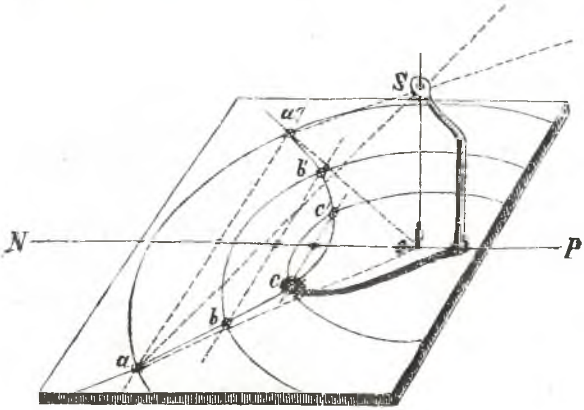


Fig. 3.

Zasada tego narzędzia zwanego gnomonem jest bardzo prosta. Płaszczyzny wierzchołkowe, na których słońce znajduje się w jednakowych wysokościach kątowych przed górowaniem i po górowaniu, tworzą kąty równe z płaszczyzną wierzchołkową górowania. Na fig. 3-éj widzimy śla-

dy tych płaszczyzn: rannéj oa z kątem wysokości słońca oaS, popołudniowéj oa' z kątem wysokości słońca oa'S; kąty aoN i Noa' są równe, jakotéż kąty wysokości oaS i oa'S (które tylko z powodu perspektywicznego rysunku nie wydają się równymi). Płaszczyzna więc NoS jest płaszczyzną górowania, a ślad jéj No jest szukaną liniją południową. Dodać tu należy, że z powodów, które dopiéro poznamy przy opisie ruchu słońca, sposób ten oznaczania linii południowéj jest istotnie dokładny tylko około 20 grudnia lub 20 czerwca.

6. Spółrzędne układu poziomego. Poziom i płaszczyzna wiérzchołkowa południowa (us. 4) przedstawiają płaszczyzny odniesienia układu poziomego. Dla danego miejsca mając oznaczone: poziom i punkt południowy, możemy z łatwością oznaczyć spółrzędne kątowe jakiéjkolwiek gwiazdy, odniesione do płaszczyzn układu poziomego.

Przypuśćmy, że koło PWN (fig. 4) jest kołem poziomu, PZN płaszczyzną wiérzchołkową, przez punkt południowy P przechodzącą; OZ będzie wówczas liniją wiérzchołkową, spotykającą kulę niebieską w zenicie Z. Jeżeli gwiazda na półkuli nieba jest w punkcie G, to kąt GOW między promieniem ocznym, idącym do gwiazdy, a poziomem, jest jéj wysokością, mierzoną na kole wiérzchołkowym od poziomu w punkcie W. Kąt GOZ jest jéj odległością wiérzchołkową, którą także nazywamy odległością zenitalną; dwa te kąty dopełniają się do 90°. Kąt zaś dwuścienny między płaszczyzną wiérzchołkową gwiazdy WGZ i płaszczyzną PNZ, przechodzącą przez południe, mierzy się kątem poziomym między śladami tych płaszczyzn PO i OW i nazywa się azymutem gwiazdy: liczy się go zawsze od południa P ku zachodowi na całym okręgu koła od 0° do 360°.

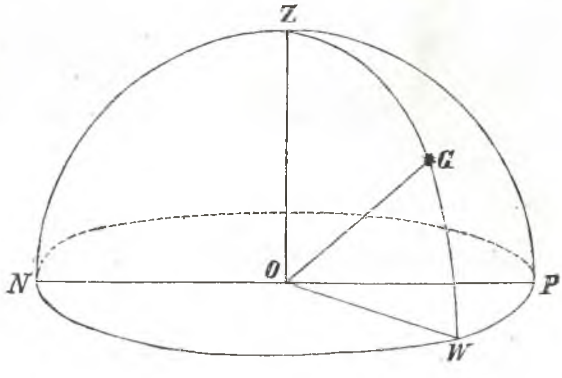


Fig. 4.

Azymut więc i wysokość, lubteż odległość wiérzchołkowa, będąca jéj dopełnieniem do 90°, w zupełności określają położenie gwiazdy na półkuli nieba. Azymut i wysokość gwiazdy przedstawiają jéj spół-

rzędne poziome, nazywane także spółrzędnymi azymutalnymi.

7. Kątomiar ogólny. Do mierzenia azymutu i wysokości używają się kątomiary różnéj budowy; najprostszy ich wzór przedstawia kątomiar ogólny (instrument uniwersalny) wyobrażony na fig. 5-éj.

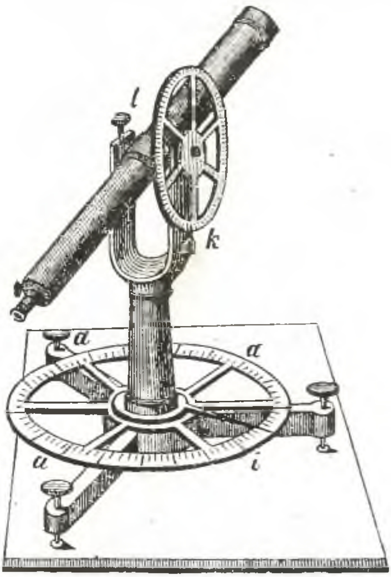


Fig. 5.

Na trzech nóżkach, opatrzonych śrubami do regulowania poziomu, umocowane jest koło poziome, tak zwane azymutalne *aaa*, podzielone na stopnie. W środku koła stoi słupek, obracający się na osi pionowéj, u dołu opatrzony wskazówką *i* do oznaczania ilości stopni na kole *aaa*, u góry zaś zakończony rozdwojeniem, na którym osadzona jest oś pozioma z przymocowaną do niéj lunetą i kołem, podzielonym na stopnie; jest to koło wierzchołkowe ze wskazówką *k*, do słupka przytwierdzoną. W ognisku lunety rozpięte są dwie pajęcze nici, przecinające się pod kątem prostym, dla dokładnego umiejscowienia obrazu gwiazdy. Koło azymutalne ustawia się naprzód poziomo za pomocą śródwagi, lunetę zaś tak należy skierować, aby jéj oś optyczna wskazywała punkt południowy. W tym celu jednak nie używamy gnomonu, mając daleko dokładniejszy sposób wyznaczenia południa samym kątomiarem.

Obiéramy mianowicie jakąbądź gwiazdę, bliską swego górowania, i skierowawszy na nią lunetę tak, aby owa gwiazda stanęła na przecięciu się nitek, umocowywamy lunetę śrubką *l*; to ją zabezpiecza od zmiany kąta wysokości przy obracaniu wskazówki koła azymutalnego. Następnie odczytujemy ilość stopni, wyznaczonych przez wskazówkę *i* na kole poziomym. Po górowaniu gwiazdy, śledzimy ją lunetą, obracając słupek około osi pionowéj, a niezmieniając nachylenia lunety dopóty, dopóki gwiazda nie znajdzie się na skrzyżowaniu się nitek, t. j. na téj saméj wysokości, co przed górowaniem, i w tym drugim położeniu odczytujemy znowu kąt na kole poziomym. Nadawszy wskazówce *i* kierunek dwusiecznéj kąta między owymi dwoma kierunkami, otrzymamy położenie lunety, odpowiadające południowi. Zasada tego postępowania, powyżéj przy opi-

sie gnomonu objaśniona, nazywa się zasadą **wysokości odpowiadających**.

Tak np., jeżeli piérwsze odczytanie dało 114° 10′, drugie 128° 20′, wtedy podział odpowiadający dwusiecznéj kąta między dwoma kierunkami będzie:

$$\frac{(114^\circ\,10') + (128^\circ\,20')}{2} = 121^\circ\,15'$$

i od tego podziału wszystkie azymuty liczyć się będą, jako od punktu południowego.

Zabezpieczywszy narzędzie od wszelkiego wypadkowego wstrząśnienia, mamy je gotowe do oznaczenia w każdéj porze położenia gwiazd. Samo wyznaczenie spółrzędnych odbywa się bardzo łatwo. Obraca się słupek wraz z poziomą wskazówką i jednocześnie nachyla się lunetę tak, aby mierzona gwiazda znalazła się na skrzyżowaniu się nitek. Odczytujemy ilość stopni azymutu od punktu południowego i jednocześnie wysokość w stopniach od poziomu na kole wiérzchołkowym, a te dwa kąty będą dwiema spółrzędnymi gwiazdy dla danéj chwili.

Przy praktycznym zastosowaniu kątomiarów do oznaczania stanowisk gwiazd unika się niekiedy umieszczania lunety w środku koła azymutalnego, gdyż wtedy słupek środkowy niepozwoli spostrzegać gwiazd blisko zenitu; dlategoteż lunetę zawiesza się w sposób przedstawiony na fig. 6-éj (por. także fig. 18-ą), wyobrażającéj kątomiar z góry widziany. Na kole azymutalnym *k* chodzi drugie koło spółśrodkowe, tak zwane alidada, ze skazówkami *ww′*, a na nim w panewkach *s* i *s′* jest osadzona oś pozioma *rr′*, mająca na jednym końcu lunetę, na drugim koło wiérzchołkowe *tt′*. Mierząc lunetą kąt *aob* o wiérzchołku w punkcie *o*, mamy właściwie przy obrocie koła kierunki *o′a′* i *o′b′*. Przy przedmiotach bliskich kąt *a′o′b* byłby różny od kąta *aob*; odległość jednak gwiazd jest tak wielka, że o wyznaczaniu kąta między prostymi *ob* i *o′b′*,

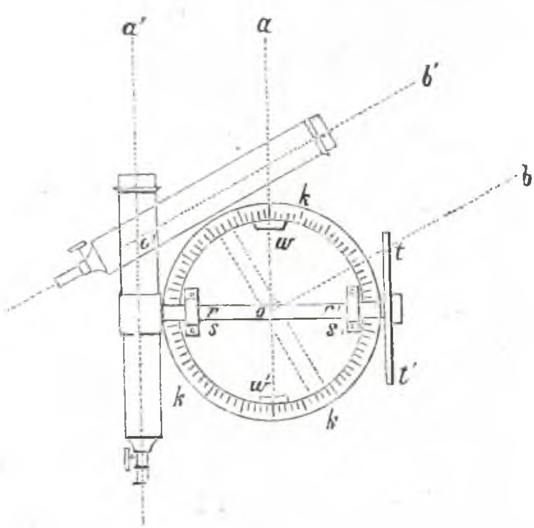


Fig. 6.

lub kąta między prostymi oa i $o'a'$ mowy być nie może, t. j., że tak jedne, jak i drugie proste żadnym przyrządem nie mogą być odróżnione od równoległych. Dlatego kąt $a'o'b'$ jest zupełnie równy kątowi aob.

Do pojęcia téj względnéj równoległości promieni, idących od gwiazdy do pewnych dwu punktów, koniecznie należy przywyknąć, aby zrozumieć wiele innych prawd kosmograficznych.

8. Ruch dzienny. Azymut i wysokość gwiazd zmieniają się z każdą chwilą z powodu pozornego ponad poziomem *ruchu gwiazd od wschodu do zachodu,* co często utrudnia spostrzeżenia. Ale, jak zobaczymy, ten ruch, zwany ruchem dziennym, wskutek swéj jednostajności, daje nam możność odnalezienia dogodniejszego układu płaszczyzn odniesienia.

Badając pilniéj ruch gwiazd od wschodu ku zachodowi, dostrzeżemy, że wszystkie one zakréślają linije krzywe, na prosty rzut oka zbliżone do koła. Te gwiazdy, które wschodzą blizko punktu południowego, zakréślają łuk mniejszy i punkt ich górowania przypada blisko poziomu. W miarę posuwania się wschodu gwiazd od południa ku północy, łuki te początkowo stają się kolejno coraz większymi, jakby coraz większym promieniem zakréślanymi, a następnie znowu stopniowo się zmniejszają. Idąc daléj, spostrzeżemy gwiazdy, które ani nie wschodzą ani nie zachodzą, ale zakréślają w swym biegu zamknięte koła, stopniowo coraz mniejsze, aż nareszcie znajdziemy na północy punkt, w którym żadnego ruchu nie widać, i ten punkt wydaje się środkiem owych kół zakréślanych. Ten punkt jestto biegun kuli niebieskiéj północnéj; drugi podobny znaleźlibyśmy na pólkuli nieba południowéj. Linija, łącząca te dwa bieguny, jest osią kuli niebieskiéj, czyli osią świata, około któréj odbywa się ten ruch gwiazd, zwany ruchem dziennym.

Punkt, w którym gwiazda znajduje się najwyżéj na górnéj części swéj drogi, jest punktem górowania (culminatio superior), a punkt, w którym bywa najniżéj na dolnéj części swéj drogi, punktem dołowania (culminatio inferior). Oba te punkty widzimy tylko w gwiazdach niezachodzących; w gwiazdach zaś zachodzących punkt dołowania znajduje się pod poziomem. —

Dla przekonania się, jakiego kształtu są drogi, zakréślane przez gwiazdy, użyć możemy kątomiaru ogólnego (us. 7).

Mając stale ustawiony kątomiar, obracamy słupek jego wraz z lunetą na północ, to jest o 180° od pierwotnego położenia, i, skierowawszy lunetę w punkt nieruchomy nieba, możemy tak, jak mierzymy wysokość gwiazdy, zmierzyć przybliżenie kołem wiérzchołkowym łukową wysokość tego punktu nieruchomego, t. j. wysokość bieguna dla danéj miejscowości. (W us. następnym mówić będziemy o dokładnym sposobie zmierzenia tego łuku.) Mając zmierzoną wysokość bieguna w stopniach,

nachylamy cały kątomiar ku północy tak, aby oś jego pionowa zeszła się z osią świata, to jest tworzyła w stronie północnéj z poziomem kąt, równy wysokości bieguna (kąt NOB = φ na fig. 7). Podstawiwszy pod nóżki

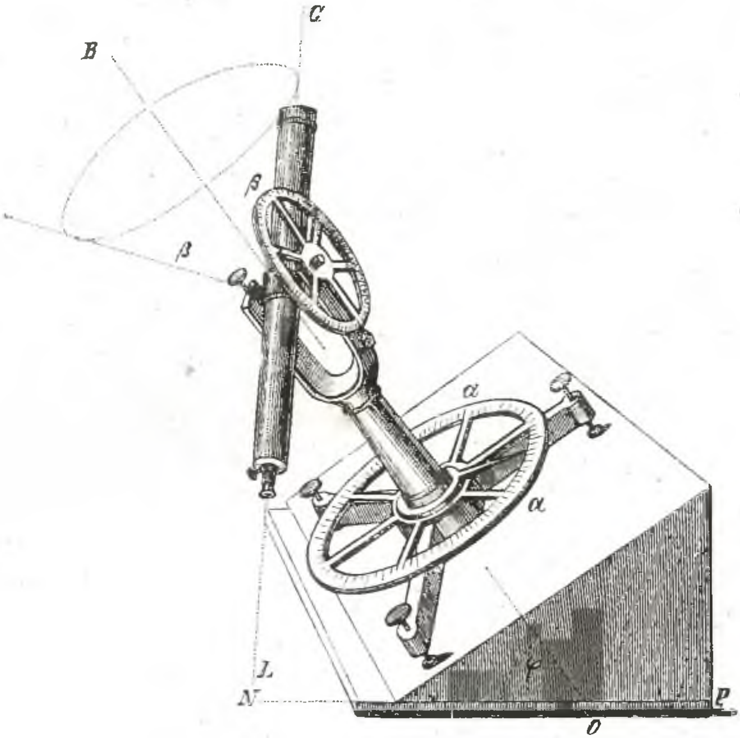


Fig. 7.

równią pochyłą z odpowiednim kątem nachylenia i stale umocowawszy przyrząd w tym położeniu, skierujemy lunetę na jakąbądź gwiazdę w stronie wschodu, tak np., jak na fig. 7.

Śledząc tę gwiazdę w jéj biegu dziennym, zauważymy, że dość będzie obracać koło *a a*, a właściwie oś jego ze słupkiem, aby, postępując za ruchem gwiazdy, widzieć ją wciąż przez całą noc w lunecie w punkcie skrzyżowania się nitek. Tym sposobem, kąt β, zawarty między osią obrotu OB i osią lunety LG, nie zmienia się wcale dla spostrzeganéj gwiazdy przez cały czas jéj biegu; oś więc lunety, czyli promień widzenia, dążący za tą gwiazdą, zakreśla w przestrzeni stożek, który, mając swój środek w środku kuli niebieskiéj, przecina też kulę według koła. A zatym, *koło jest drogą dzienną każdéj gwiazdy.* Od nachylenia osi lunety zależéć będzie

rozwartość stożka, a więc i promień dróg dziennych. Z tego, że wszystkie koła dzienne gwiazd mogą być uważane jako przecięcia kuli przez stożki, mające oś spólną, wynika, że *koła dzienne gwiazd są równoległe do siebie* i do koła *aa*.

Jeżeli luneta będzie ustawiona równolegle do koła *aa*, t. j. pod kątem 90⁰ do osi obrotu, wtedy już zakréśli nie stożek, ale płaszczyznę: płaszczyzna ta, jako przechodząca przez środek kuli i prostopadła do osi, przetnie kulę niebieską według koła wielkiego i przedstawi równik niebieski. Takie ustawienie kątomiaru nazywa się równikowym (ekwatoryjalnym), lub inaczéj paralaktycznym, i ma zastosowanie w wielu narzędziach astronomicznych.

9. Wysokość bieguna. Przekonawszy się z powyższych spostrzeżeń, że krzywe, zakréślone pozornym ruchem gwiazd, są kołami, łatwo oznaczymy dokładną wysokość bieguna niebieskiego zapomocą kątomiaru poziomo, czyli azymutalnie, ustawionego. Na fig. 8-éj mamy poziom miejscowości PKNOZ liniją wiérzchołkową, B biegun *grd* i *g'r'd'* drogi kołowe gwiazd. Ustawiwszy w punkcie O kątomiar azymutalny, obróćmy jego lunetę o 180⁰ od południowego kierunku, przez co zmienimy ten kierunek na północny. Obiéramy następnie jednę z gwiazd niezachodzących, czyli okołobiegunowych, i mierzymy jéj wysokość od poziomu, raz w chwili górowania, *go*N, a następnie w chwili dołowania, *do*N. Połowa różnicy tych wysokości B*d* da nam w łuku promień koła gwiazdy, a ten dodany do wysokości dołowania N*d*, lub odjęty od wysokości górowania N*g*, da wysokość bieguna NB, czyli inaczéj

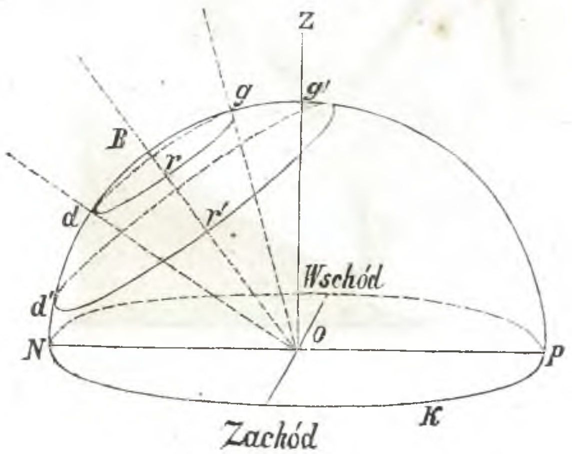


Fig. 8.

$$\text{kąt BON} = \frac{g\text{ON} + d\text{ON}}{2},$$

t. j. *wysokość bieguna pewnéj miejscowości równa się średniéj arytmetycznéj wysokości górowania i dołowania gwiazdy niezachodzącéj.*

Znając wysokość bieguna, a więc odległość jego od zenitu, będącą dopełnieniem wysokości do 90°, możemy, przy użyciu kątomiaru azymutalnego, dokładnie stwierdzić najgłówniejsze prawo ruchu dziennego — drogę kołową gwiazd. Mając na fig. 9-éj ZG = z, odległość zenitalną gwiazdy jako dopełnienie do 90° wymierzonéj jéj wysokości WG, jéj azymut PW = a i odległość zenitalną bieguna BZ = p, poprowadźmy przez gwiazdę G i oś świata płaszczyznę OBG. Łuk koła wielkiego BG = b mierzy odległość gwiazdy od bieguna. Tę odległość b łatwo znaléść z trójkąta BZG, w którym BZ = p, ZG = z, kąt BZG = 180° — — PZG = 180° — a, mianowicie

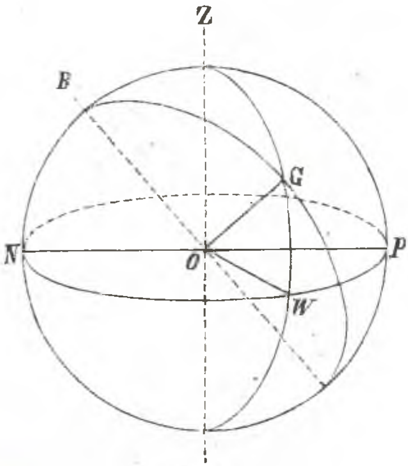


Fig. 9.

$$\cos b = \cos p \,.\, \cos z + \sin p \,.\, \sin z \,.\, \cos(180 - a);$$

wstawiając zaś zamiast cos (180 — a) wartość jego — cos a, miéć będziemy

$$\cos b = \cos p \,.\, \cos z - \sin p \,.\, \sin z \,.\, \cos a,$$

t. j. ze spółrzędnych azymutalnych i odległości wierzchołkowéj bieguna możemy zawsze obliczyć odległość biegunową gwiazdy.

Jeżeli, obrawszy jakąkolwiek gwiazdę, wyznaczymy jéj spółrzędne z i a kilka razy w ciągu nocy, w różnych więc miejscach jéj dziennéj drogi, i wartości otrzymane wstawimy w powyższy wzór, to przekonamy się, że cos b, a więc i odległość biegunowa gwiazdy, nie zmienia swéj wartości dla wszystkich miejsc obserwowanych, które przeto leżą na jedńym kole, prostopadłym do osi świata i mającym środek na téjże osi.

10. Inne prawa ruchu dziennego.—Czas gwiazdowy.—Wyznaczywszy wysokość bieguna miejscowości i położenie osi świata, około któréj ruch dzienny gwiazd się odbywa, a wiedząc już, że droga dzienna gwiazdy jest kołowa, najłatwiéj nam będzie wyprowadzić inne prawa tegoż ruchu drogą bezpośrednich spostrzeżeń.

W tym celu, mając zegar dobrze idący, ustawiamy kątomiar ogólny sposobem paralaktycznym i oznaczamy podział koła, odpowiadający położeniu lunety na płaszczyźnie, przechodzącéj przez południe.

Notując chwilę czasu na zegarze, w któréj każda gwiazda podczas górowania przechodzi przez nitkę pionową lunety, przekonamy się, że

czas, upływający od jednego do drugiego górowania téjże gwiazdy, jest jednakowy dla wszystkich gwiazd. Przeciąg ten czasu nazywa się dniem gwiazdowym; dzielimy go na 24 godziny gwiazdowe po 60 minut gw., a minutę na 60 sekund gw.

Obróciwszy lunetę ku wschodowi, śledzimy za obraną gwiazdą, zatrzymując od czasu do czasu ruch lunety i notując wtedy ilość stopni koła równikowego, oraz chwilę na zegarze. Spostrzeżemy, że ilość stopni na kole jest ściśle proporcyjonalna względem czasu, potrzebnego na przebieżenie tych stopni, i to bez względu na położenie gwiazdy w różnych miejscach jéj drogi, jak również na promień téj drogi kołowéj. A więc, *ruch dzienny gwiazd jest jednostajny i wszystkie gwiazdy posiadają tę samę prędkość kątową.* Przez godzinę gwiazdową koło równikowe wskazuje 15° różnicy, przez pół godziny 7° 30′ i t. d.

Ponieważ luneta przez całą drogę gwiazdy nie zmienia kąta, jaki czyni z osią świata, przeto, jakeśmy już widzieli (us. 8), przecięcia kuli przez wszystkie tak utworzone stożki są kołami do siebie równoległymi, bo wszystkie stożki przy różnym nachyleniu tworzącéj, mają oś spólną — oś świata. A więc i koła, będące drogami dziennymi gwiazd, jako leżące na odpowiednich im stożkach, mają swe środki na spólnéj ich osi, t. j. *środki kół dziennych leżą na osi świata.*

Przy równym czasie obiegu dla wszystkich gwiazd o różnych promieniach kół równoległych, *prędkość w długości łuków przebieganych podczas ruchu dziennego gwiazd jest dla różnych gwiazd różna*; przy biegunach ruch ich jest bardzo wolny, na równiku zaś najszybszy.

Nakoniec mierząc conoc odległości kątowe gwiazd różnych, to jest kąty między kierunkami, idącymi od oka do dwu gwiazd, przekonywamy się, że one niezmieniają się, t. j. *odległości kątowe gwiazd pozostają stałe.* Wskutek tego, pomimo różnéj prędkości, ugrupowanie gwiazd pozostaje niezmiennym.

Z tego wszystkiego wynika, że ruch dzienny nie jest ruchem każdéj gwieździe w inny sposób właściwym, ale jest *ruchem obrotowym całéj pozornéj kuli niebieskiéj,* wraz ze wszystkimi widzialnymi na niéj gwiazdami, odbywającym się jednostajnie w ciągu 24 godzin gwiazdowych, od wschodu (ponad poziom) na zachód.

11. Ruch prosty i wsteczny. Ruch taki od wschodu na zachód nazywa się ruchem wstecznym dla odróżnienia go od ruchu od zachodu na wschód, który, jak zobaczymy, wypadnie nam rozważać, a zwanego ruchem prostym.

12. Układ równikowy płaszczyzn odniesienia. Jednostajność ruchu dziennego i związane z nim przyczynowo stałe położenie bieguna dają nam możność wyznaczenia nowych płaszczyzn odniesienia.

Wyobraźmy sobie kulę niebieską (fig. 10) ZN*n*S, oraz, że mamy wyznaczony poziom z czterema stronami głównymi N, O, S, W i liniją wiérzchołkową ZA w punkcie spostrzeżeń A, t. j., że mamy wyznaczony układ płaszczyzn poziomy. Około linii OW, będącéj śladem piérwszéj płaszczyzny wiérzchołkowéj, jak około osi, przechylmy cały układ poziomy tak, aby linija wiérzchołkowa AZ zeszła się z osią świata AB; wtedy poziom NOSW zejdzie się z równikiem N'OSW, a zenit *z* z biegunem B, w miejsce zaś płaszczyzn wiérzchołkowych wystąpią

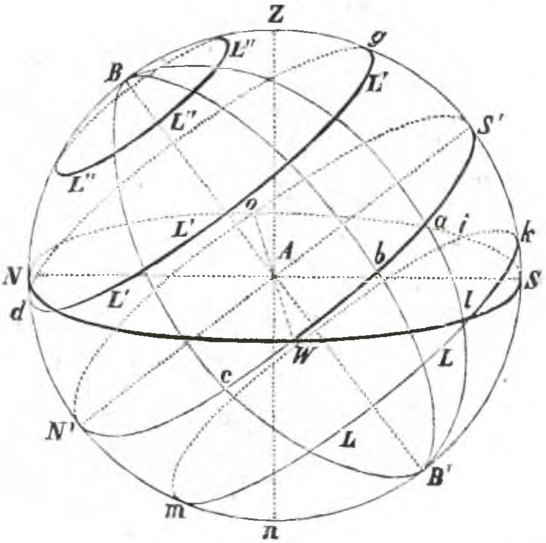


Fig. 10.

odpowiednie płaszczyzny, przez oś świata przechodzące i przecinające kulę według kół, zwanych **kołami godzinnymi** B*a*B', B*b*B', B*c*B'. Jedna z tych płaszczyzn, przechodząca przez południe, schodzi się w zupełności z płaszczyzną wiérzchołkową południową (us. 4) i w tym układzie nazywa się **płaszczyzną południkową**, a okrąg koła SZBB', będący jéj przecięciem się z kulą niebieską, jest **południkiem miejscowości** danéj.

Owóż, równik i pewne z płaszczyzn kół godzinnych, stale określone, są płaszczyznami odniesienia **układu równikowego**.

Koła LL, L'L', L''L'' na fig. 10-éj przedstawiają drogi pozorne gwiazd podczas ich ruchu dziennego; nazywają się one **równoleżnikami niebieskimi**.

13. Południk. Płaszczyzna południka, przechodząc przez oś świata i liniją wiérzchołkową danéj miejscowości, jest co do swego położenia przez te dwie proste zupełnie określona. Widocznie, że:

Koło południka dzieli wszystkie równoleżniki na połowy.

W punktach tego podziału przypadają z jednéj strony górowania: k,S',g

(fig. 10), *z drugiéj dołowania gwiazd: m*, N′, *d*; przeciąg więc czasu między górowaniem i dołowaniem, jako połowa drogi dziennéj, wynosi 12 godzin gwiazdowych.

Południk dzieli czas od wschodu do zachodu gwiazdy na połowy. Przypatrując się kołom LL, L′L′ (fig. 10), drogom ruchu dziennego gwiazd, widzimy, że gwiazdy okołobiegunowe wcale dla nas nie zachodzą; cała bowiém droga gwiazdy L″L″ jest ponad poziomem NOSW. Drogi zaś LL, L′L′ są przez poziom przecięte na dwie wogóle nierówne części; część takiéj drogi pod poziomem jak *iml*, nazywa się łukiem nocnym, część nad poziomem, jak *ikl*, łukiem dziennym. Łatwo można objaśnić, że ten łuk dzienny *ikl*, obejmujący drogę gwiazdy od jéj wschodu w punkcie *i* do zachodu w punkcie *l*, jest przez południk podzielony na połowy w punkcie górowania *k*.

14. Spółrzędne godzinne. Chcąc do tego układu odnieść położenie gwiazdy, wyobraźmy sobie poziom NOSW (fig. 11), gwiazdę G i biegun B. Poprowadzimy płaszczyznę godzinną BGB′ i, ustawiwszy lunetę kątomiaru równikowego na gwiazdę G, zmierzymy łuk *r*G od równika do gwiazdy, oraz kąt S′A*r* na kole równikowym, czyli łuk S′*r* od południa do punktu przecięcia się równika z kołem godzinnym gwiazdy BG*r*.

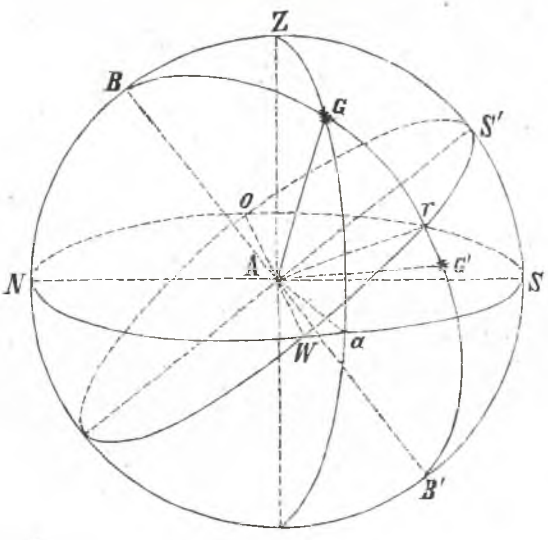


Fig 11.

Łuk *r*G lub *r*G′ nazywamy zboczeniem gwiazdy (declinatio), północnym (+), lub południowym (—), stosownie do tego, czy gwiazda jest nad równikiem w punkcie G, czyteż pod równikiem w punkcie G′. Znaki + lub — stawiają się przed ilością stopni, wyrażających zboczenia. Łuk BG jest odległością biegunową gwiazdy; stanowi ona dopełnienie zboczenia do 90°. Oznaczywszy zboczenie północne przez $+\delta$, a południowe przez $-\delta$, odległość zaś biegunową przez b, mamy odpowiednio:

$$b = 90^\circ - \delta; \quad b = 90^\circ + \delta.$$

Kąt dwuścienny S′A r między płaszczyzną południka i płaszczyzną godzinną gwiazdy zowie się **kątem godzinnym** i liczy się od południka ku zachodowi. Wskutek jednostajności ruchu dziennego, kąt godzinny może być wyrażony albo w stopniach równika, albotéż w czasie gwiazdowym, licząc 15° na jednę godzinę gwiazdową; stądto pochodzi jego nazwa. Tak np., jeżeli mamy kąt godzinny słońca = 1 godz. + 20 minut, to kąt między płaszczyzną godzinną słońca i płaszczyzną południową wynosi $15^\circ \times 1\frac{20}{60} = 20^\circ$.

Przy oznaczaniu tych spółrzędnych zapomocą kątomiaru równikowego, nazwy dwu jego kół ulegają odpowiedniéj zmianie: koło poprzednio azymutalne zowią **kołem godzinnym**, koło zaś wiérzchołkowe **kołem zboczeń**.

15. Zmiana spółrzędnych. Jeżeli mamy wyznaczone spółrzędne gwiazdy zapomocą kątomiaru azymutalnego, t. j. odniesione do poziomu, a potrzebne nam są spółrzędne téjże gwiazdy godzinne, t. j. odniesione do równika, to, znając naturalnie wysokość bieguna miejscowości, możemy łatwo od piérwszych z tych spółrzędnych przejść do drugich.

Przez gwiazdę G, któréj wysokość G$a = h$ (fig. 11), i azymut S$a = a$, poprowadźmy płaszczyznę godzinną BGB′. Mając dane a i h, oraz wysokość bieguna, albo jego odległość wiérzchołkową BZ $= p$, potrzebujemy obrachować zboczenie rG $= \delta$ i kąt godzinny S′$r = t$. — W trójkącie kulistym BZG mamy wiadome: BZ, odległość wiérzchołkową bieguna $= p$; ZG, odległość wiérzchołkową gwiazdy $= 90^\circ - h = z$; kąt BZG = 180 — SZG = 180° — a. Chcąc znaléść BG, odległość biegunową gwiazdy, będącą dopełnieniem zboczenia, i kąt godzinny ZBG, zauważmy, że

$$\cos BG = \cos BZ \cos ZG + \sin BZ \sin ZG \cos BZG,$$
$$\cot ZG \sin BZ = \cos BZ \cos BZG + \sin BZG \cot ZBG.$$

Ponieważ dostawa BG jest wstawą dopełnienia, to jest zboczenia δ, dostawa zaś BZG = dostawie azymutu, jako spełnienia do 180°, przeto, wstawiając te wartości, otrzymamy

$$\sin\delta = \cos p \cos z - \sin p \sin z \cos a,$$
$$\cot z \sin p = -\cos p \cos a + \sin a \cot t;$$

równania te dadzą wartość zboczenia i kąta godzinnego, otrzymane ze spółrzędnych azymutalnych.

W podobny sposób wyprowadzić można wzory na zmianę spółrzędnych godzinnych na azymutalne:

$$\cos z = \cos p \sin\delta + \sin p \cos\delta \cos t,$$
$$\operatorname{tang}\delta \sin p = \cos p \cos t - \sin t \cot a;$$

tych ostatnich wzorów bardzo rzadko się zdarza używać.

16. Spółrzędne równikowe. Jednostajność ruchu dziennego prowadzi do znacznego ułatwienia w oznaczaniu położenia gwiazd, odniesionego do układu równikowego. Jeżeli mianowicie wyobrazimy sobie punkt stały na niebie, a zegar wskazuje czas gwiazdowy tak uregulowany, że w chwili przechodzenia tego punktu przez południk wskazuje 0 godzin 0 minut 0 sekund, w takim razie godzina, wskazana przez zegar w chwili przejścia innéj gwiazdy, wprost wyznaczy odległość jéj od owego punktu stałego, wyrażoną w czasie — skoro bowiém pewien punkt na niebie obiega ruchem dziennym cały obwód drogi kołowéj podczas 24 godzin gwiazdowych, to podczas jednéj godziny obiegnie $\frac{360^0}{24} = 15^0$.

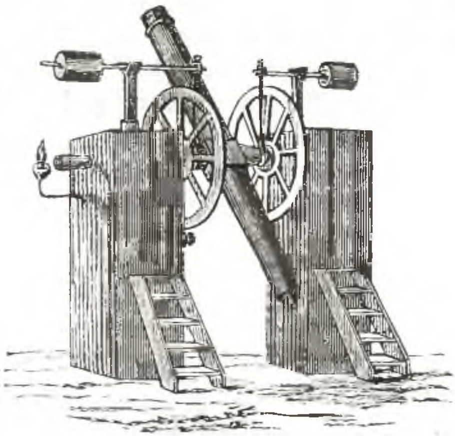
Sposobem, na téj zasadzie opartym, możemy odrazu oznaczyć obie spółrzędne. Lunetę kątomiaru równikowego ustawiamy na południku (mając raz na zawsze ten punkt podziału na kole godzinnym oznaczony); przy zbliżającym się górowaniu gwiazdy tak nastawiamy nitkę poziomą lunety, aby przecinała obraz gwiazdy, a następnie zaraz notujemy czas jéj przejścia przez nitkę pionową, wyobrażającą południk. Odczytanie podziału na kole zboczeń daje nasze zboczenie. Co zaś do drugiéj spółrzędnéj — przypuśćmy, że zegar wskazał 2 godz i 30 minut, t. j. że od chwili przejścia obranego punktu stałego przez południk upłynęło 2 godzin + 30 minut — koło równika przeszło $15^0 \times 2\frac{30}{60}$, t. j. $37^0\ 15'$; odległość więc kątowa gwiazdy od punktu stałego jest $37^0\ 15'$.

Ta ostatnia spółrzędna nazywa się w z n o s z e n i e m p r o s t y m gwiazdy (ascensio recta) i wyraża się ją albo w czasie, albo w łuku, licząc od stałego punktu ku wschodowi po całym kole równika. Punkt stały, w tym celu obrany, jest punktem na równiku, w którym słońce w swym ruchu pozornym na wiosnę się znajduje, i dlatego nazywa się on p u n k t e m w i o s e n n y m. Niżéj, mówiąc o słońcu, poznamy sposób znalezienia punktu wiosennego.

17. Luneta południkowa. Oznaczanie wznoszenia prostego zapomocą czasu sprawia, iż użycie koła równikowego w kątomiarze jest zgoła zbyteczne. Koło zboczeń, albo wprost koło wiérzchołkowe (co w tym razie wychodzi na jedno), połączone z lunetą, zupełnie wystarcza do wyznaczenia obu spółrzędnych. Kątomiar tak zmodyfikowany jest znany jako l u n e t a p o ł u d n i k o w a, albo k o ł o p o ł u d n i k o w e.

Luneta południkowa ma zwykle większe rozmiary, aby jaśniejsze gwiazdy nawet w dzień widzieć było można. Oś, na któréj luneta jest utwierdzona, spoczywa swymi stalowymi czopami na panewkach, osadzonych w słupach murowanych lub kamiennych, aby narzędzie, raz na południku ustawione, nie mogło wskutek wstrząśnień zmieniać położenia.

Na osi lunety osadzone są dwa koła, jedno z grubszymi podziałami, drugie bardzo starannie podzielone na drobne części stopnia. Te ostatnie podziały, dla dokładności, odczytują się zapomocą mikroskopów. W ognisku lunety pomieszczona jest siatka z nici pajęczych pionowych, przeciętych jedną poziomą. Choć bowiém właściwie chwila przejścia gwiazdy przez nitkę środkową, przedstawiającą południk, jest dostateczna do oznaczenia wznoszenia prostego, jednak, dla uniknienia błędów, zwykle notują chwile przejść przez nitki, symetrycznie rozpięte z obu stron południkowéj, a chwilę średnią tych przejść bierze się jako czas górowania. Nitka pozioma służy do nastawienia jéj na gwiazdę dla otrzymania wysokości jéj kątowéj nad poziom; w tym celu przed spostrzeżeniem oznacza się na kole punkt podziału, odpowiadający położeniu poziomemu lunety, aby przy mierzeniu wysokości miéć oznaczony punkt poziomu, lub o 90° odległego zenitu, jako kraniec, od którego wysokość liczyć należy.



Koło południkowe.
Fig. 12.

Ustawienie lunety takie, aby jéj oś optyczna znajdowała się na południku, wymaga jaknajwiększego starania. Przybliżone położenie południka otrzymuje się sposobami wyżéj podanymi; dla osiągnięcia zaś większéj dokładności obiéramy gwiazdę okołobiegunową i notujemy chwilę jéj górowania, a potym chwilę dołowania. Jeżeli przerwa między dwoma spostrzeżeniami wynosi na zegarze ściśle 12 godzin gwiazdowych, to luneta jest dobrze ustawiona.

18. Mierzenie wznoszenia prostego. Mierzenie tak ustawionym narzędziem spółrzędnych równikowych jest jednym z najważniejszych zadań astronomii praktycznéj.

Z określenia tych spółrzędnych wiemy już, że godzina, jaką wskazuje zegar w chwili górowania gwiazdy, oznacza czas ubiegły od górowania punktu wiosennego, a więc mierzy odległość kątową między kołem godzinnym punktu wiosennego i kołem godzinnym gwiazdy, t. j. czas gwiazdowy zegaru w chwili górowania gwiazdy wprost daje jéj wznoszenie proste. Oznaczywszy czas zegaru przez θ, a wznoszenie proste przez α, mamy dla chwili górowania

$$\alpha = \theta.$$

19. Związek między wznoszeniem prostym a kątem godzinnym. Układ godzinny i układ równikowy mają jednę spółrzędną spólną, t. j. zboczenie; druga zaś spółrzędna przedstawia się tam jako kąt godzinny, tu zaś jako wznoszenie proste. Związek między tymi dwiema wielkościami jest bardzo prosty.

Oznaczmy na fig. 13-téj punkt wiosenny w punkcie ♈ (znak oznaczający rogi barana, od nazwy gwiazdozbioru Barana, w którym niegdyś ten punkt się znajdował); kąt ♈ AG będzie wznoszeniem prostym gwiazdy G, zaś S′AG kątem godzinnym téjże gwiazdy. Punkt wiosenny, początek wznoszeń prostych, jak każdy punkt nieba, przebiega ruchem dziennym po równiku 15^0 na godzinę od wschodu na zachód. A gdy zero zegaru przypada właśnie w chwili przejścia tegoż punktu przez południk w punkcie S′, zatym oddalenie punktu wiosennego od południka (t. j. łuk S′♈) jest

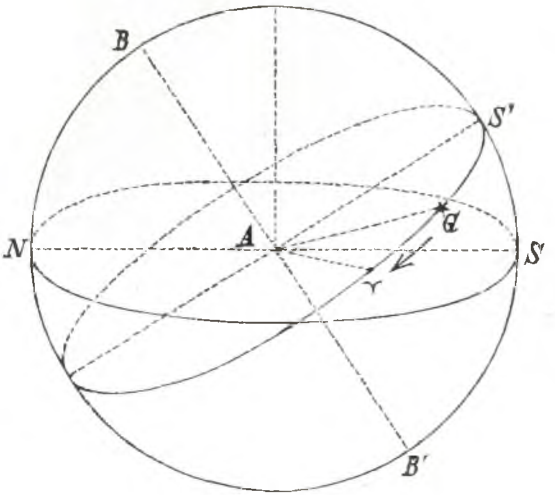


Fig. 13.

w każdéj chwili wskazywane przez zegar, tak iż, mnożąc 15^0 przez ilość godzin, wskazanych przez zegar, otrzymamy ilość stopni łuku S′♈, który mierzy kąt godzinny punktu ♈. Czas więc zegaru, czyli tak zwany c z a s g w i a z d o w y, jest równy w każdéj chwili kątowi godzinnemu punktu wiosennego. Oznaczywszy, jak wyżéj, przez θ czas gwiazdowy, przez t zaś kąt godzinny punktu ♈ w stopniach; mamy więc

$$t = 15^0 \times \theta\,.$$

Przypuśćmy, że gwiazda znajduje się w punkcie G. Kąt jéj godzinny $t =$ S′AG, a wznoszenie proste $\alpha =$ ♈AG. Oczywiście, w każdym położeniu mamy

$$♈AS' = ♈AG + GAS'.$$

Ponieważ ♈AS′, jako kąt godzinny punktu wiosennego, jest równy w chwili spostrzeżenia czasowi gwiazdowemu θ, zatym $\theta = \alpha + t$, skąd

$$t = \theta - \alpha\,.$$

t. j., mając zegar uregulowany i wiadome wznoszenie proste gwiazdy, możemy oznaczyć kąt godzinny, odpowiadający położeniu gwiazdy w danéj chwili.

20. Wyrażanie czasu gwiazdowego w stopniach łuku. Wszystkie trzy wielkości: α, θ, t mogą być wyrażone zarówno w czasie, jak i w łuku, licząc 15^0 na jednę godzinę. Ponieważ 1 godz. $= 15^0$, przeto widocznie 1 min. $= 15'$, 1 sek. $= 15''$. Tak np. gdy mamy kąt godzinny, wyrażony jako 2 g. 5 m. 22 s., to

$$\begin{array}{rlll} 2\text{ g.} = & 30^0 & & = 30^0 \\ 5\text{ m.} = & & 75' & = 1^0\ 15' \\ 22\text{ s.} = & & 330'' = & \quad 5'\ 30'' \\ \hline 2\text{ g. } 5\text{ m. } 22\text{ s.} = & & & 31^0\ 20'\ 30''. \end{array}$$

21. Mierzenie zboczenia. Dla oznaczenia zboczenia gwiazdy zapomocą lunety południkowéj, potrzeba w chwili górowania nastawić nitkę poziomą tak, aby ona przecięła obraz gwiazdy; odczytawszy podział koła, otrzymujemy właściwie wysokość gwiazdy nad poziom. Jeżeli mierzymy gwiazdę G na fig. 14-téj, przedstawiającéj w rzucie kulę świata, to otrzymujemy jéj wysokość SAG $= h$, a zarazem odległość wierzchołkową, będącą jéj dopełnieniem, ZAG $= z$. Przy wiadoméj wysokości bieguna NAB, a więc i wysokości równika RAS $= r$, odjąwszy tę ostatnią od SAG, otrzymamy zboczenie gwiazdy RAG $= \delta$ — jak tu północne, a więc dodatne; gdy zaś $h < r$, t. j. gdy gwiazda G″ jest pod równikiem, wypadnie wartość ujemna, zboczenie bowiém jest południowe; ogólnie:

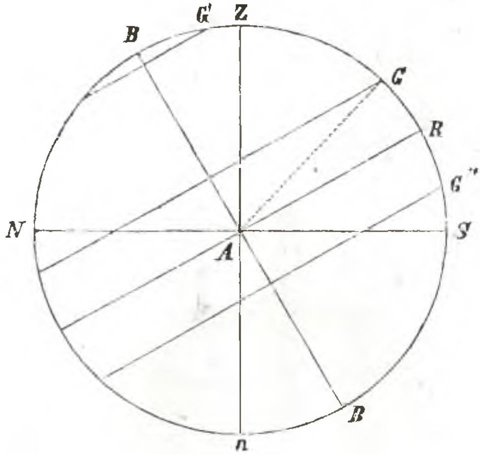


Fig. 14.

$$\pm \delta = h - r.$$

Chcąc wzór na zboczenie wyrazić zapomocą wysokości bieguna p i odległości wierzchołkowéj gwiazdy z, możemy wzór powyższy napisać tak:

$$\delta = 90^0 - r - 90^0 + h = (90^0 - r) - (90^0 - h),$$

czyli

$$\delta = p - z,$$

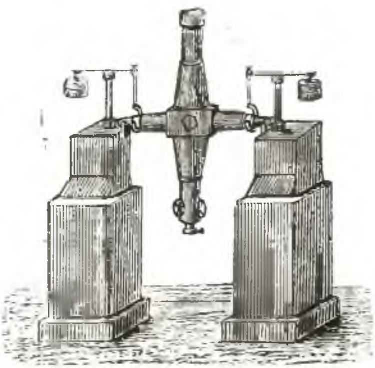
gdzie należy przyjąć z albo jako dodatne, gdy jest liczone ku południowi (np. ZG), albo jako ujemne, gdy je liczymy ku północy (np. ZG'), tak iż, zależnie od tego, czy górowanie gwiazdy przypada 1) między równikiem i zenitem w G, 2) czy między zenitem i biegunem w G', 3) czyteż pod równikiem w G'', mamy, według powyższego wzoru, odpowiednio:

1) RG $=$ ZR — ZG t. j. $p - z = +\delta$
2) RG' $=$ ZR + ZG' t. j. $p - (-z) = p + z = +\delta$
3) RG'' $=$ ZR — ZG'' t. j. $p - z = -\delta$; z bowiem jest

większe od p, czyli zboczenie będzie południowe.

22. Koło murowe. Dawniéj, przed dzisiejszym udoskonaleniem narzędzi, czynność oznaczenia dwu spółrzędnych równikowych rozdzielano zupełnie. Do oznaczania zboczenia służyło koło murowe, to jest koło z podziałami połączone z lunetą i osadzone na krótkiéj osi w mocnym murze, zbudowanym w kierunku południka, przyczym sposób mierzenia wysokości gwiazdy niczym się od dzisiejszego nie różnił.

23. Luneta przejściowa. Do mierzenia samego wznoszenia prostego posługiwać się można lunetą bez ścisłych podziałów koła, ale z dokładnie urządzonym poziomowaniem osi poziomej i ruchem azymutalnym panewek, aby oś optyczną lunety zawsze utrzymać w płaszczyźnie południka (fig. 15). Do odszukania gwiazdy, któréj przejście miało być spostrzegane, służy małe kółko z podziałami, wraz ze śródwagą zawieszone u końca lunety. Takie lunety przejściowe do dziś się używają do oznaczania samego wznoszenia prostego.



Luneta południkowa przejściowa.
Fig. 15.

24. Wyznaczenie czasu. Narzędzia przejściowe w mniejszych rozmiarach, budowane jako przenośne, służą do wyznaczenia czasu, t. j. do regulowania zegarów gwiazdowych.

Wyznaczenie czasu narzędziem przejściowym polega na spostrzeżeniu górowania gwiazdy, któréj wzniesienie proste jest dobrze znane. Wiemy, że $\theta = \alpha$; przypuśćmy, że α znanéj gwiazdy $=$ 2 g. 12 m. 5 s.; w chwili jéj górowania zegar tę właśnie godzinę wskazać powinien. Tymczasem zegar wskazuje np. 2 g. 12 m. 55 s. Różnica 50 s. jest poprawką czasu i w tym razie ujemną, bo ją odjąć należy od godziny zegarowéj, aby mieć prawdziwy czas gwiazdowy.

25. Podział kuli niebieskiéj na godziny. Sposób oznaczania położeń gwiazd zapomocą spółrzędnych równikowych jest najdogodniejszy, gdyż jest niezależny od czasu i miejscowości. Ułatwia on przytym oryjentowanie się na niebie w każdéj chwili. Wyobraźmy sobie bowiém kulę niebieską, podzieloną płaszczyznami godzinnymi na 24 wycinki. Powierzchnia kulista każdego z tych wycinków z wszystkimi na niéj gwiazdami w ciągu jednéj godziny oznaczonéj przechodzi przez nitkę narzędzia południkowego. Dość więc spojrzéć na zegar, wskazujący godziny gwiazdowe, aby w każdéj chwili, czyto w nocy, czytéż we dnie, wiedziéć, który wycinek, czyli godzina nieba, i w jakiéj swéj części jest na południku.

26. Znalezienie gwiazd w dzień. Sposób ten również umożebnia odnalezienie gwiazd w dzień, jeżeli ich spółrzędne były poprzednio oznaczone. Pamiętając bowiém powyżéj wyprowadzony związek między kątem godzinnym gwiazdy t a wznoszeniem prostym α, t. j.

$$t = \theta - \alpha,$$

i mając spółrzędne szukanéj gwiazdy, α i δ (zboczenie), potrzebujemy tylko nastawić kątomiar ogólny urządzony równikowo, aby zadanie z łatwością rozwiązać.

Przypuśćmy, że spółrzędne gwiazdy są:

$$\alpha = 3 \text{ g. } 10 \text{ m. } 20 \text{ s.}, \quad \delta = +5^0\ 15'\ 3''$$

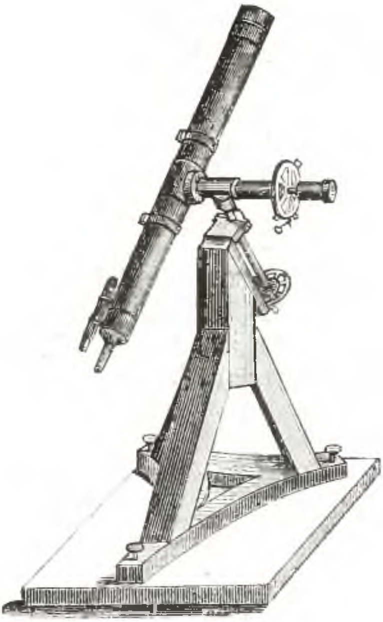
i że zegar wskazuje 5 godz. 8 min. Zachowując sobie 2 minuty na nastawienie narzędzia, mamy znaléść miejsce na niebie, w którym gwiazda znajduje się o 5 g. 10 m. Kierujemy naprzód lunetę tak, aby koło zboczeń wskazywało $+5^0\ 15'\ 3''$; następnie szukamy, w jakim kącie godzinnym gwiazda się znajduje; ten kąt $= \theta - \alpha$, t. j.

$$[5 \text{ g. } 10 \text{ m.}] - [3 \text{ g. } 10 \text{ m. } 20 \text{ s.}] = 1 \text{ g. } 59 \text{ m. } 40 \text{ s.} = 29^0\ 55'.$$

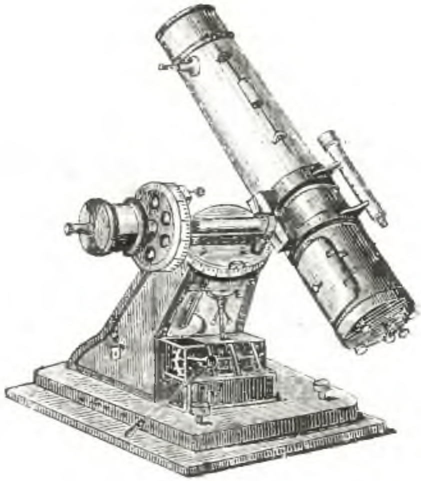
Obróciwszy koło godzinne kątomiaru o te $29^0\ 55'$ na zachód, postawimy lunetę w kole godzinnym gwiazdy i na jéj zboczeniu. W chwili, kiedy zegar dojdzie 5 g. 10 m., gwiazda ukaże się w polu widzenia lunety.

27. Teleskopy paralaktyczne. Aby jednak gwiazdy w dzień widziéć można było, potrzeba dużych lunet, a w tym celu kątomiar ogólny musi ulée zmianie. Zachowuje on wprawdzie ten sam układ dwu osi i dwu kół, ale na osi zboczeń jest zawieszona wielka luneta, lub teleskop zwierciadlany; narzędzia takie, powstałe z modyfikacyi kątomiaru ogólnego, zowią się teleskopami paralaktycznymi. Jeden z takich teleskopów średnich rozmiarów z lunetą zwykłą soczewkową, zwany refraktorem,

przedstawia fig. 16-ta; podobny teleskop zwierciadlany, czyli reflektor, wyobraża fig. 17-ta.



Refraktor mniejszy w Lipsku.
Fig. 16.



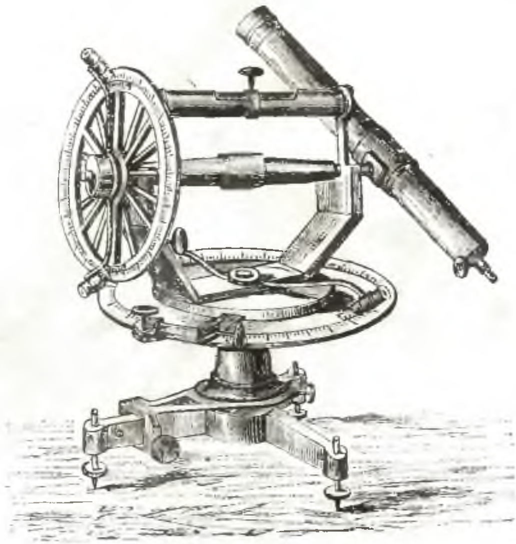
Teleskop paralaktyczny zwierciadlany (reflektor) w O'Gyalla (Węgry).
Fig. 17.

28. Budowa narzędzi astronomicznych. Zestawiając razem to, cośmy dotychczas mówili o użyciu narzędzi do oznaczania położeń ciał niebieskich, widzimy, że podstawą wszystkich są dwa układy osi, do siebie prostopadłych, z kołami podzielonymi, odpowiadającymi tym płaszczyznom, które jako podstawowe w kuli niebieskiej przyjęliśmy — przyczym luneta służy jako celownik.

1) Jeżeli tylko koło poziome jest starannie podzielone, pionowego zaś albo niéma, albo też ma ono podziały tylko przybliżone, to narzędzie służy do mierzenia kątów poziomych, t. j. azymutów, i zowie się teodolitem.

2) Jeżeli oba koła z równą dokładnością są wykonane, to narzędzie zowie się kątomiarem ogólnym (altazimutem, instrumentem azymutalnym) dlatego, że można go używać do oznaczania położenia gwiazd, nie oczekując na przejście ich przez południk, w każdym czasie oile tylko gwiazda jest nad poziomem; daje ono bowiem w każdéj chwili wysokość i azymut (us. 7). Gdy zaś ustawimy lunetę w płaszczyźnie południka, wówczas możemy oznaczyć wznoszenie proste i zboczenie (us. 21). Narzędzie to, które

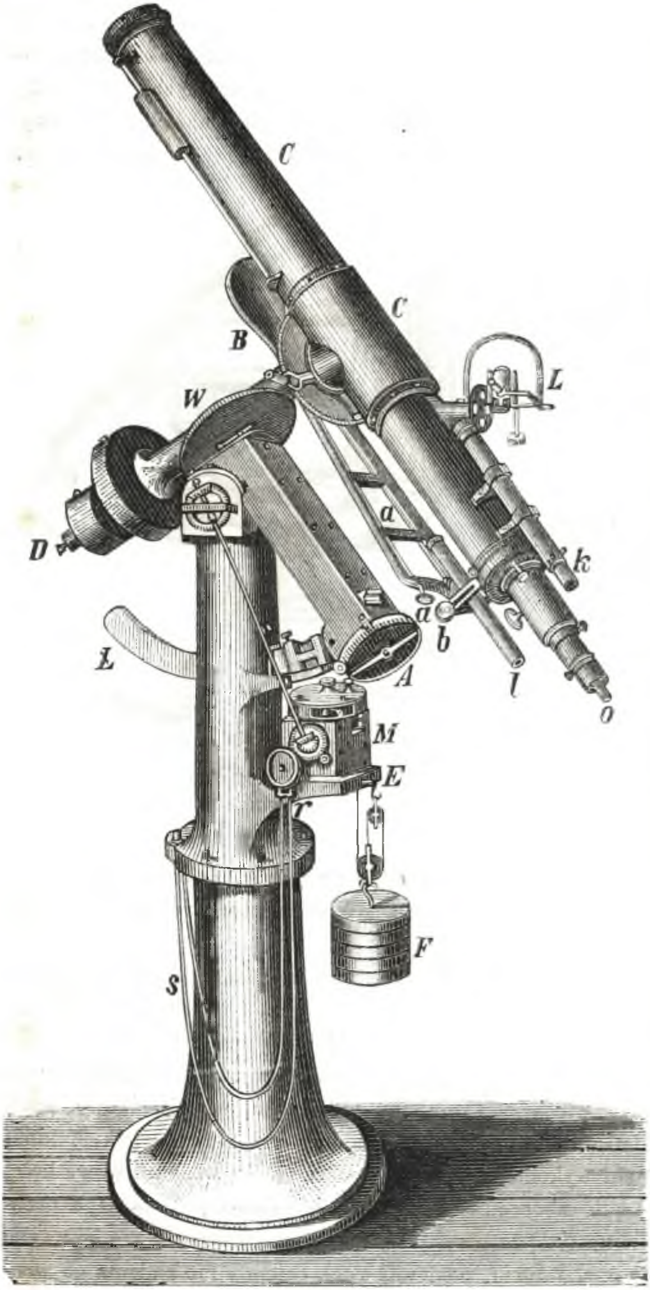
dla łatwiejszego zrozumienia go podaliśmy na fig. 5-éj w niezłożonéj formie, przedstawia się więcéj skomplikowanym, gdy ma służyć do praktycznych celów. Jest ono niezbędne dla podróżników w krajach nieznanych, jako służące do wyznaczenia położenia miejscowości z położeń ciał niebieskich i do wyznaczenia czasu. Fig. 18-ta przedstawia kątomiar ogólny w kształcie jego prawdziwym. Opatrzony on jest śródwagą dla ustawiania go do poziomu; podziały na kołach, dla dokładności, odczytują się zapomocą lup, czyli mikroskopów. Narzędzia tegoż samego układu, nieprzenośne, ale w większych rozmiarach, ustawiane stale na murach, zowią się **kołami wierzchołkowymi** z powodu szczególnie starannego dzielenia koła pionowego. Dają one dokładniejsze rezultaty jako większe, a użycie ich jest takież samo.



Kątomiar ogólny.
(Altazimut.)
Fig. 18.

3) Gdy od kątomiaru ogólnego odejmiemy koło poziome, to pozostanie koło wierzchołkowe, które, powiększone co do swych rozmiarów i ustawione na murze, tworzy opisane już powyżéj (us. 17) **koło południkowe**. W mniejszych rozmiarach może i ono być przenośne.

4) Nakoniec, jeżeli sobie wyobrazimy, że kątomiar ogólny, dokładnie ustawiony, przechylimy, obracając go około linii, łączącéj wschód z zachodem, t. j. około śladu płaszczyzny wierzchołkowéj pierwszéj na poziomie, tak, aby jego oś pionowa zeszła się z osią świata, czyli tworzyła z poziomem kąt równy wysokości bieguna, to wtedy otrzymujemy układ obu osi równikowy, czyli paralaktyczny. Układ ten jest podstawą budowy wszystkich wielkich lunet i przy całéj rozmaitości wykonania zawiéra zawsze też same podstawowe koła, t. j. koło godzinne i koło zboczeń — z ich osiami. Dogodność takiego urządzenia zależy głównie na tym, że przez cały czas spostrzegania nie potrzeba zmieniać nastawienia w zboczeniu, ponieważ ruch dzienny nie zmienia go wcale. Można ciągle śledzić gwiazdę, obracając tylko samę oś godzinną, a i ten ruch osi godzinnéj jest często ułatwiony przez mechanizm zegarowy, porusza-



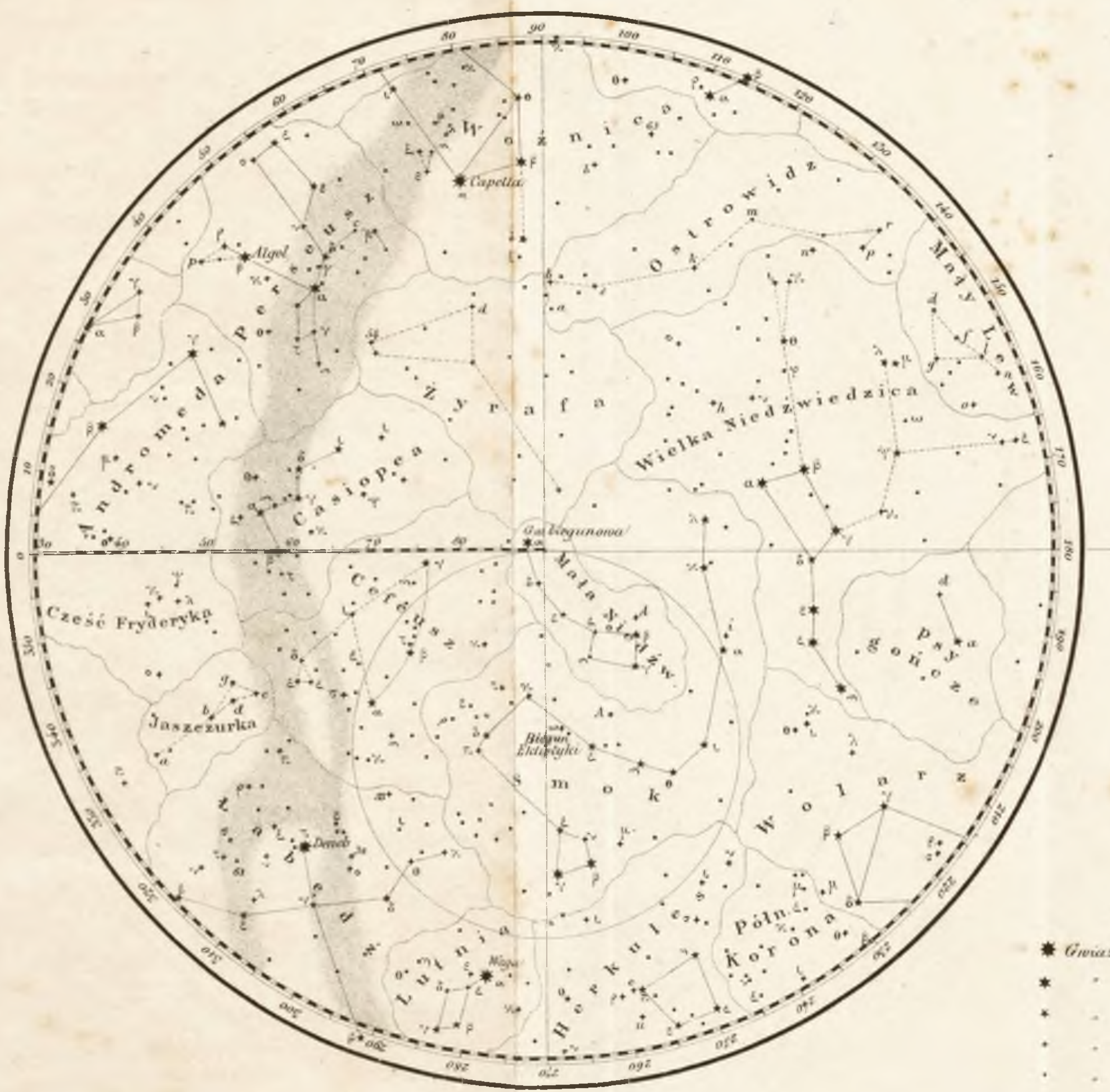
$7^1/_2$ stopowy refraktor Cooke'a w Płońsku.
Fig. 19.

jący oś równomiernie z ruchem dziennym, tak iż gwiazda ani na chwilę z pola lunety nie wychodzi. Zasadą tego mechanizmu jest ruch osi godzinnéj spółczesny z ruchem kuli niebieskiéj około téj saméj osi, osi świata. Wyobrażalny punkt końcowy osi optycznéj lunety odbywa wraz z gwiazdą ruch kołowy, którego ślad jest przecięciem kuli przez stożek, zakreślony przez oś optyczną. Z powodu spółczesności tego ruchu, gwiazda wciąż pozostaje na osi optycznéj lunety, a więc nie wychodzi z pola lunety. Fig. 19 przedstawia tak urządzony refraktor $7^1/_2$ stopowy obserwatoryjum w Płońsku. Koło godzinne A umieszczone jest u dołu osi godzinnéj, zamkniętéj w czworograniastéj skrzynce żelaznéj, koło zaś zboczeń B

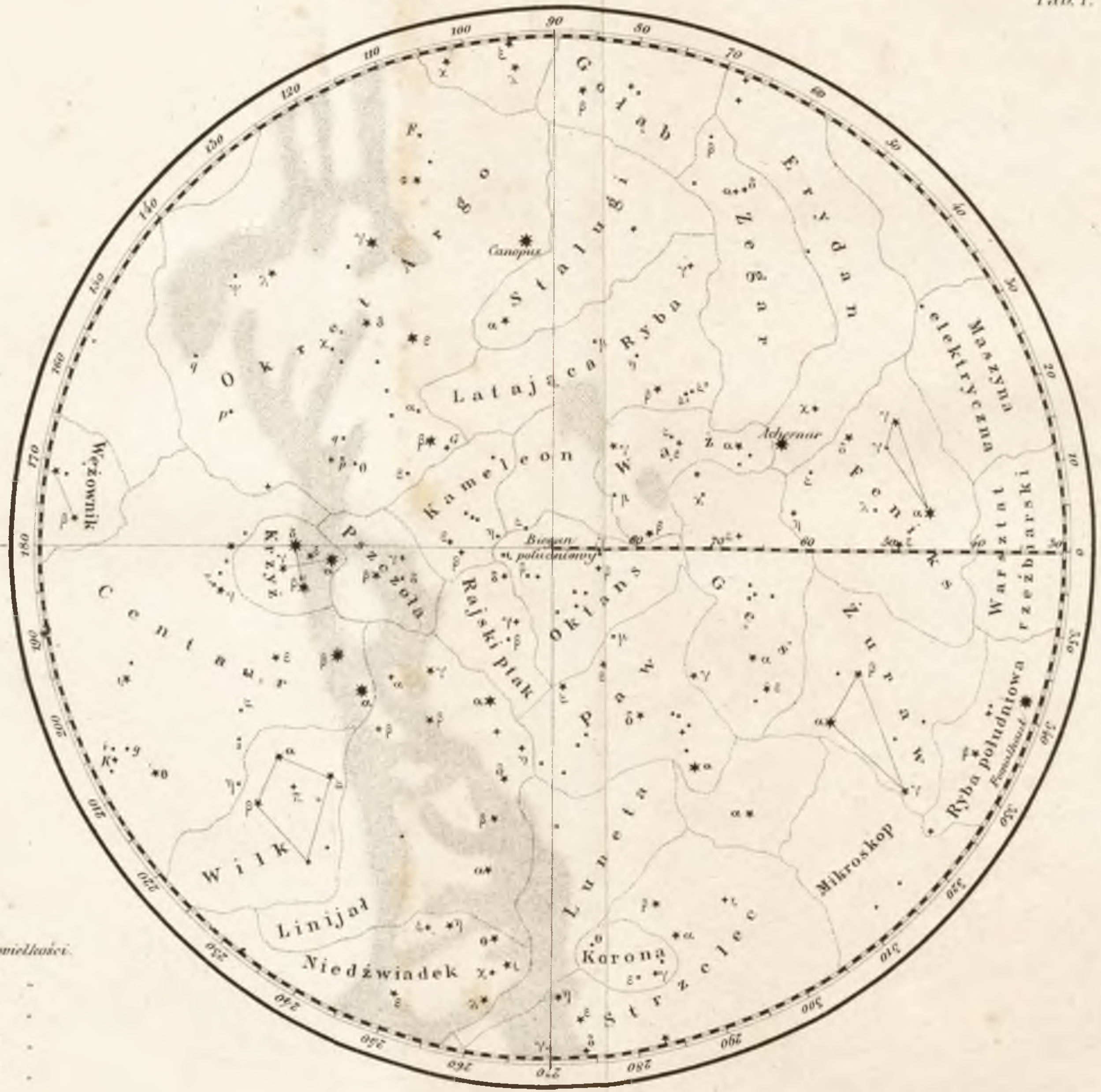
GWIAZDOZBIORY IORY NIEBA



GWIAZDOZBIORY NIEBA PÓŁNOCNEGO.



GWIAZDOZBIORY NIEBA POŁUDNIOWEGO.



✱ Gwiazdy 1ª wielkości.
✱ „ 2ª „
✱ „ 3ª „
· „ 4ª „
· „ 5ª „

osadzone jest na osi zboczeń D przy saméj lunecie CC; podziały jego mogą być odczytane z dołu zapomocą lunetki *l*, umieszczonéj przy okularze. Do odczytywania wieczorem służy lampa L, stale na lunecie wisząca; rzuca ona światło na podziały koła przez otwór, w rurze lunety będący, i jednocześnie przez odbicie wewnątrz rury oświetla nitki pajęcze, umieszczone w okularze *o*. Zapomocą śrub długich *aa* hamuje się ruch lunety głównéj, śruba zaś *b* służy do nadania małych ruchów nastawienia na gwiazdę. Nadanie osi godzinnéj właściwego nachylenia względem bieguna dokonywa się zapomocą łuku żelaznego Ł, którym całą skrzynkę z osią podnieść lub opuścić można. Lunetka *k* jest przymocowana do lunety głównéj i służy do odszukania żądanego na niebie przedmiotu, który wtedy i w głównéj lunecie widzieć się daje; osi bowiém optyczne obu lunet są równoległe. Na konsoli E, złączonéj ze słupem żelaznym, dźwigającym całe narzędzie, stoi przyrząd zegarowy M, poruszany ciężką wagą F; zapomocą kółek zębatych i drążka, oraz śruby bez końca, komunikuje on ruch kolu W, osadzonemu na osi godzinnéj, i tę oś obraca od wschodu na zachód z prędkością jednego obrotu na 24 godziny, utrzymując ciągle tym sposobem gwiazdę badaną w polu lunety. Z przyrządem zegarowym złączone jest kółko *r*, poruszane sznurem *s*, które może służyć do nadania dowolnego małego ruchu osi godzinnéj bez potrzeby zatrzymywania albo cofania całego mechanizmu.

29. O CIAŁACH NIEBIESKICH WOGÓLE. Ciała niebieskie, w takiéj mnogości rozsypane na sklepieniu nieba, są dwojakie. Jedne z nich, wykonywając ruchy spólne całemu sklepieniu niebieskiemu, nie zmieniają wzajemnego względem siebie położenia (ściśléj mówiąc, zmiany w ich wzajemnym położeniu są tak nieznaczne, iż zaledwie po wieloletnim przeciągu czasu dadzą się oznaczyć); te gwiazdy oddawna nazywają się s t a ł y m i. Pośród nich, jakby na tle stosunkowo niezmiennym, dają się spostrzegać inne, których ruch jest tak znaczny, że z dnia na dzień, a nawet z godziny na godzinę zmiana ich położenia jest widoczna; są to gwiazdy oddawna nazwane ruchomymi. Takimi są: słońce, księżyc, planety, komety i meteoryty.

Podstawą tego podziału jest różnica ich odległości od nas. Gwiazdy stałe są tak bardzo odległe, że dla niektórych potrzeba dziesiątków i setek lat, aby ich ruch dał się ocenić. Przeciwnie, ruch planet, jako znacznie bliżéj nas będących, choćby niewielki, może być dostatecznie rozpoznany.

Dla poznania praw tego ruchu i innych zjawisk, z nim połączonych, niezbędne jest zapoznanie się z topografiją ogólną nieba gwiaździstego, na którego tle wszystkie te zjawiska zachodzą.

30. GWIAZDY STAŁE. Ilość gwiazd, gołym okiem widzialnych, jest bardzo mała w porównaniu z tą ilością, jaką wielkie lunety widzieć

pozwalają. Powodem tego jest słabe światło wielu gwiazd. Różnica blasku gwiazd jest podstawą ich podziału na tak zwane wielkości. Gwiazdami 1-széj wielkości są najświetniejsze; w naszych stronach około 13 naliczyć ich można. Ilość gwiazd 2-éj, 3-éj i t. d. wielkości wzrasta stopniowo, tak iż gwiazd 6-éj wielkości, jeszcze dostrzegalnych bystrym wzrokiem, znajduje się na północnym niebie około 1800. Ilość gwiazd drobnych, czyli teleskopowych, jest ogromna; dotychczas widzianych do 40 blisko miljonów dochodzić może.

31. Gwiazdozbiory. Różne ugrupowanie gwiazd stałych względem siebie oddawna wytworzyło podział ich na tak zwane gwiazdozbiory (konstelacyje), którym ponadawano dowolnie rozmaite nazwy. W tych gwiazdozbiorach świetniejsze gwiazdy pojedyncze również mają oddzielne nazwiska, albotéż oznaczają się literami greckimi i łacińskimi w porządku odpowiadającym natężeniu ich blasku. Podział na grupy datuje się od bardzo dawnych czasów, kiedy jeszcze Chaldejczycy i Egipcyjanie, korzystając z pogodnego w ich krajach nieba, piérwéj niż inne ludy, zwracać zaczęli uwagę na te światy odległe.

Liczą sto kilkanaście gwiazdozbiorów na całym niebie, z których przeszło 50 na niebie północnym. Najlepszym sposobem poznajomienia się z nimi jest częste porównywanie map niebieskich z widokiem nieba, przyczym należy naprzód obiérać gwiazdozbiory najwyraźniéjsze i łączyć je z innymi zapomocą linij wyobrażalnych.

Zwróciwszy się do północy, najłatwiéj spostrzeżemy grupę siedmiu gwiazd niezachodzących, zwaną przez lud «wozem Dawida»; jest to gwiazdozbiór wielkiéj niedźwiedzicy (constellatio Ursae majoris), od którego najłatwiéj oryjentować się można.

Jeżeli przez dwie gwiazdy czworoboku, stanowiące, według nazwy ludowéj, tylne koła wozu, poprowadzimy liniją ku biegunowi północnemu, to natrafimy na téj linii na równie świetną gwiazdę 2-éj wielkości, na t. z. gwiazdę biegunową. Leży ona bardzo blisko bieguna północnego, stanowiąc zakończenie gwiazdobioru, kształtu podobnego do wielkiéj niedźwiedzicy, i jest ostatnią gwiazdą dyszla gwiazdozbioru małéj niedźwiedzicy (c. Ursae minoris). Na mapie północnéj części nieba (Tab. I) mamy ją prawie w środku. Z gwiazd świetniejszych jest ona najbliższa bieguna i służy często żeglarzom, w braku lepszych środków, do rozpoznawania kierunku północnego na morzu.

Idąc daléj liniją powyżéj wskazaną, natrafiamy na smugę mglistą, poprzecznie do owéj linii leżącą, a okalającą całe niebo. Jest to droga mleczna, złożona z najdalszych i najdrobniejszych utworów niebieskich.

Prawie w punkcie spotkania się owéj linii z drogą mleczną widzimy gwiazdozbiór Kasyjopei, o postaci podobnéj do litery Y. Stąd droga



LIPIEC
CZERWIEC
Lutnia
Wega
będ ż
Herkules
Delfin
Orzeł
Wężown
Tarcza Sobieskiego
Pozorna droga
żec
Strzelec
Niedźw
oskop
Połud: korona
Teleskop
XX
XIX
XVIII
XVII

GWIAZDOZBIORY PASA RÓWNIKOWEGO NIEBA.

Tab. II



✶ Gwiazda 1ª wielkości. ✶ 2ª wielk: ✶ 3ª wielk: ✦ 4ª wielk: · 5ª wielk:

w Lit. W. Główczewskiego w Warszawie

mleczna idzie w jednę stronę smugą równą i prowadzi do gwiazdozbioru Perseusza, a następnie Woźnicy z bardzo świetną gwiazdą 1-éj wielkości, zwaną Kozą. Na przeciwnym zaś przedłużeniu droga mleczna rozdziela się dwa razy na dwa ramiona; w piérwszym, mniejszym, rozdwojeniu zaczyna się gwiazdozbiór Cefeusza trzema gwiazdami, ułożonymi w trójkąt; w drugim, większym, rozdwojeniu leży gwiazdozbiór Łabędzia ze świetną gwiazdą, zwaną Deneb.

Wracając do małéj niedźwiedzicy, widzimy między nią a wielką niedźwiedzicą długą, wijącą się, krzywą liniją gwiazd 3-éj wielkości, kończącą się małym czworobokiem gwiazd słabych; jest to wielki gwiazdozbiór Smoka (c. Draconis).

Te gwiazdozbiory nie zachodzą wcale i każdéj nocy są widzialne. Z leżących zaś więcéj na południe zasługuje na szczególną uwagę gwiazdozbiór Oryjona (c. Orionis), który zimą łatwo można znaléść, prowadząc liniją prostą od gwiazdy biegunowéj przez świetną gwiazdę Kozę. Natrafiamy w ten sposób na czworobok gwiazd świetnych, prawie w połowie przez równik przecięty. W środku czworoboku widać trzy gwiazdy w ukośnym szeregu, stanowiące t. z. Przepaskę Oryjona; na przedłużeniu téj przepaski, ku wschodowi, widać najświetniejszą białą gwiazdę naszych stron nieba, Syryjusz, główną w gwiazdozbiorze Psa wielkiego (c. Canis majoris). Oba te gwiazdozbiory łatwo znaléść można na tablicy II, na któréj znajdują się gwiazdy po obu stronach równika, aż do 50° zboczenia.

Tu także, idąc po prostéj od β przez α Oryjona ku północy, spotykamy gwiazdozbiór Bliźniąt (c. Geminorum) z trzema gwiazdami, ułożonymi w długi trójkąt.

W kierunku linii prostéj przez γ i α Oryjona kolejno napotykamy wyróżniające się blaskiem gwiazdy: Psa małego (Procyjon), Lwa (Regulus), a daléj, w kierunku téjże prostéj, gwiazdę jasną, żółto-pomarańczowego koloru: Arkturus, należącą do gwiazdozbioru Wolarza (c. Bootis). Gwiazda ta leży prawie na przedłużeniu trzech gwiazd, stanowiących dyszel wozu wielkiéj niedźwiedzicy.

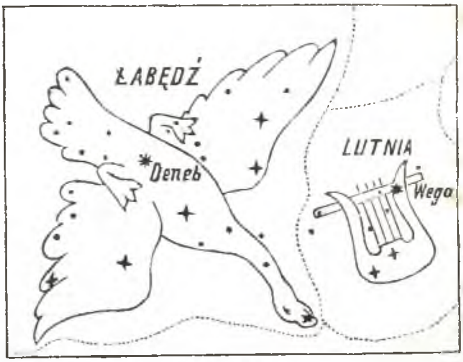


Fig. 20

Przy pomocy odpowiednio wybranych takich linij prostych na mapie i przenoszenia ich na niebo, najłatwiéj można

się zaznajomić z gwiazdozbiorami; powyżéj wymieniliśmy najwybitniejsze.

Dawniéj, oznaczając gwiazdozbiory na mapach nieba, otaczano je figurami, ich nazwę wyobrażającymi, jak np. na fig. 20-éj gwiazdozbiory Łabędzia i Lutni. Sposób ten, zaciemniający położenia gwiazd pojedyńczych, dziś już tylko w dawnych mapach się spotyka. Praktycznie jest on niepotrzebny, a nawet utrudnia oryjentowanie się.

32. Katalogi gwiazd. Wszystkie świetniejsze gwiazdy mają już dziś dokładnie wyznaczone wznoszenia proste i zboczenia; określone położenia tych gwiazd służą jako punkty wyjścia do podobnego wyznaczania miejsc gwiazd słabszego blasku. Do 200 000 gwiazd jest w ten sposób oznaczonych i w katalogi ułożonych. Główniejsze obserwatoryja przyjęły na siebie dalszą pracę w tym kierunku, rozdzieliwszy kulę niebieską na strefy, częściowo przez pewne obserwatoryja opracowywane. Dla ujednostajnienia tych prac, przez różnych ludzi dokonywanych, przyjęto za podstawę ściśle pozycyje kilkudziesięciu gwiazd świetniejszych, po całym niebie mniéjwięcéj jednostajnie rozmieszczonych.

Następująca tablica zawiéra wznoszenia proste i zboczenia najświetniejszych gwiazd nieba północnego i południowego na r. 1885 wraz z ich nazwiskami łacińskimi, przyjętymi zwykle w katalogach.

Nazwa gwiazdy	α 1885			δ 1885			
α Andromedae	0^g	2^m	$26^s,6$	$+28^0$	$27'$	$19'',7$
α Ursae minoris (Polaris)	1	16	36 ,4	$+88^0$	41	43 ,8
α Arietis	2	0	41 ,4	+ 22	55	5 ,2
α Aurigae (Capella)	5	8	11 ,6	+ 45	52	46 ,4
β Orionis (Rigel)	5	9	0,6	— 8	20	7 ,8
α Canis majoris (Sirius)	6	40	4 ,9	— 16	33	33 ,5
α Hydrae	9	21	56 ,1	— 8	9	38 ,4
α Ursae majoris (Dubhe)	10	56	37 ,4	+ 62	22	17 ,8
α Bootis (Arcturus)	14	10	24 ,9	+ 19	46	53 ,7
α Herculis (Ras Algethi)	17	9	24 ,2	+ 14	31	19 ,5
α Lyrae (Wega)	18	33	2 ,7	+ 38	40	37 ,9
α Cygni (Deneb)	20	37	30 ,7	+ 44	52	11 ,1
α Cephei	21	15	50 ,0	+ 62	5	54 ,2
α Piscis australis (Fomalhaut)	22	51	17 ,6	— 30	13	54 ,1

33. Mapy nieba. Z położeń gwiazd, tak oznaczonych, układają się mapy nieba. Na podstawie powyżéj objaśnionego podziału naturalnego nieba na 24 godziny gwiazdowe, łatwo zrozumiéć układ map, przyjęty w tablicach I i II. Na tablicy I, przedstawiającéj gwiazdy okołobiegunowe, widzimy godziny na okręgu koła, stanowiącego obwód mapy.

Linije, wyobrażające rzuty kół godzinnych, schodzą się jako promienie koła w biegunie północnym, rzuty zaś kół równoleżnikowych, jako koła spółśrodkowe, otaczają biegun, a odległości ich w stopniach zboczenia północnego są oznaczone na jednym z rzutów kół godzinnych.

Tablica II przedstawia pas nieba po obu stronach równika. Równik i równoleżniki niebieskie, jako rozwinięte na płaszczyźnie papiéru, tworzą linije poziome ze stopniami zboczenia, oznaczonymi na prostopadłych do nich brzegach mapy. Godzinom zaś, na poziomych brzegach oznaczonym, odpowiadają koła godzinne — linije proste prostopadłe do równika.

Dla ułatwienia w odszukiwaniu, gwiazdy różnych wielkości są oznaczane rozmaitego kształtu «gwiazdkami», a prócz tego linije łączą je w grupy, przypominające widok na niebie.

Na takich mapach oznaczane są zwykłe tylko gwiazdy stałe, drogi zaś ciał niebieskich ruchomych, mogą w razie potrzeby, być łatwo za każdym razem wykréślone.

34. Gwiazdy ruchome. Złudzenie paralaktyczne. Znaczna odległość gwiazd stałych od ziemi wielce ułatwia oznaczenie ich wzajemnych położeń. Kierunki promieni ocznych, z dwu różnych punktów ziemi do jednéj gwiazdy idące, nie dadzą się rozróżnić od dwu prostych, do siebie równoległych (por. us. 7).

Gdy jednak chcemy oznaczać położenia gwiazd ruchomych, to rzecz się przedstawi inaczéj.

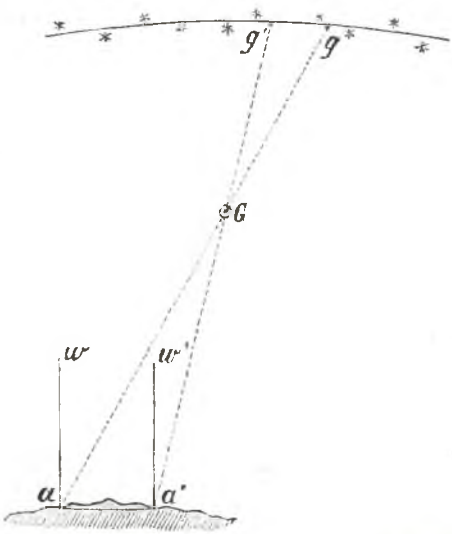


Fig. 21.

Gwiazdy ruchome, jako bliżéj nas będące, przedstawiają się nam na tle gwiaździstego nieba jednocześnie w różnych miejscach, co zależy od punktów, z których na nie patrzymy. Jeżeli mamy tło nieba gwiazd stałych gg' (fig. 21), a w a i w a' dwa punkty spostrzeżeń na ziemi z ich linijami wiérzchołkowymi aw, $a'w'$, G zaś jest gwiazdą ruchomą, wtedy (nie uwzględniamy tu właściwych rozmiarów, jako niemożebnych do oddania na rysunku) gwiazda G widziana z punktu a będzie się wydawała na niebie w punkcie g, widziana zaś z punktu a' przedstawi

się w punkcie g' — a więc jednocześnie w dwu różnych miejscach, o czym przekonamy się praktycznie z różnicy kątów (odległości wiérzchołkowych) waG i $w'a'G$. Złudzenie to nazywamy złudzeniem paralaktycznym, a kąt aGa' kątem paralaksy. Dla usunięcia tego złudzenia i oznaczenia właściwego punktu G potrzeba miéć trójkąt aGa'; do tego zaś, oprócz wymierzalnych kątów wiérzchołkowych przy a i a', potrzebna jest koniecznie podstawa na ziemi, prosta aa', pozostałe bowiém boki aG, $a'G$, jakotéż kąt aGa', jako pozaziemskie, są niedostępne i mogą być tylko wyrachowane.

Z tego powodu, zanim przystąpimy do badania ruchów gwiazd ruchomych i towarzyszących im innych zjawisk, zajmiemy się kształtem, wymiarami i ruchem saméj ziemi, aby móc w każdéj chwili spostrzeżenia oznaczyć podstawę aa', z której gwiazdy ruchome badamy.

ROZDZIAŁ II.

ZIEMIA JAKO MIEJSCE SPOSTRZEŻEŃ.

---

35. Okrągłość ziemi. Przypuszczenie okrągłości ziemi nie jest nowe — robili je już starożytni myśliciele. Przeszkodą do rozpowszechnienia téj myśli była w części nieznajomość praw siły ciężkości. Tak np. Kolumb, pragnący znaléść drogę na zachód do Indyj Wschodnich, opiérał właśnie swój projekt na okrągłości ziemi, a musiał pokonywać gorącą opozycyją tych, co się obawiali, aby okręty jego po téj domniemanéj okrągłości nie stoczyły się gwałtownie i nie runęły w przestwór masztami na dół.

Mimo jednak braku fizycznego objaśnienia, za okrągłością od dawna dużo przemawiało.

Sam widok sklepienia niebieskiego, zewsząd jednako półkulisty, wraz z widnokręgiem, zawsze widzialnym jako koło, nasuwają to przypuszczenie koniecznie; nie widać bowiém nigdzie ani kantów, ani zakończenia, anitéż łączności z innymi światami.

Zastanowienie się nad własnościami widnokręgu jeszcze więcéj to przypuszczenie popiéra. Na otwartym morzu widnokrąg przedstawia się dokładnie jako koło, a okręty, zdala dostrzegane, zawsze naprzód wiérzchołki masztów przedstawiają, jakby z niższych miejsc wznosiły się wyżéj.

Zjawisko to także na wielkich jeziorach w Szwajcaryi dostrzéc się daje. Powierzchnia więc wód, zajmujących tak wielką przestrzeń ziemi, jest okrągła, a wskutek tego przypuszczenia, obszar ziemi, widzialny z pewnego punktu, jest zbliżony do powierzchni odcinka kuli. Odcinek ten powinien być ograniczony kołem, według którego stożek o tworzących, będących promieniami widzenia or, or' i t. d. (fig. 22), wychodzącymi z oka o, jest styczny do kuli. Wmiarę wznoszenia się oka o nad powierzchnią ziemi, widnokrąg zwiększa się, gdyż punkty styczności promieni $o'R$, $o'R'$ do kuli daléj na nim przypadną. Doświadczenie codzienne potwierdza ten wniosek, stanowiący jeden z wyników okrągłości ziemi. Z wysokich wież, a jeszcze więcéj z gór, mamy widnokrąg większy, przy-

czym zwiększa się także kąt *rop*, utworzony w punkcie *o* przez styczną *or* i liniją poziomu *op*, zwany obniżeniem poziomu pozornego.

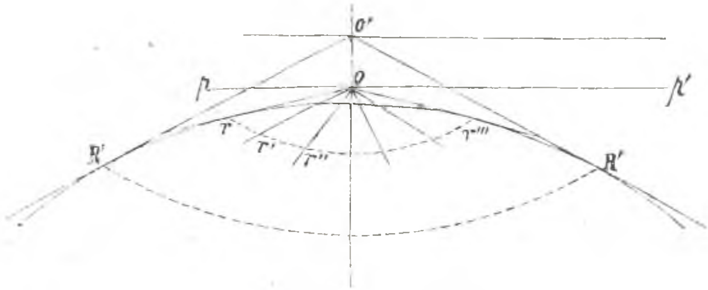


Fig. 22.

Obszerność poziomu pozornego łatwo daje się obliczyć, jeżeli przypuścimy, że rozmiary ziemi i jéj kształt kulisty są nam znane. Gdy prosta *ab* (fig. 23) jest średnicą kuli ziemskiéj, punkt *w* na widnokręgu punktem styczności promienia ocznego *ow*, stycznego do powierzchni ziemi, *oa* wzniesieniem oka nad poziom *pp'*, wtedy z dwu trójkątów podobnych *oaw* i *owb* mamy $oa : ow = ow : ob$, czyli $ow^2 = oa \cdot ob$, t. j. odległość widnokręgu iest średnią gieometryczną wzniesienia oka nad poziom i średnicy ziemi, zwiększonéj o toż wzniesienie ($ob = ab + ao$).

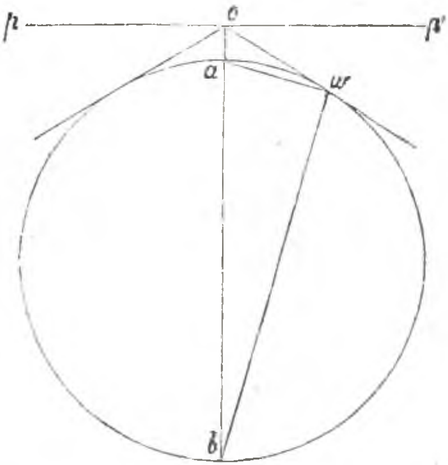


Fig. 23.

Tym sposobem łatwo obliczyć, że np., chcąc wokoło objąć okiem obszar o promieniu półtoréj mili gieograficznéj, potrzeba wznieść się na wysokość 16,8 łokcia.

Z wierzchołków Ś-to Krzyskich, wzniesionych na 1960 stóp nad poziom gubernii kieleckiéj, odległość widnokręgu od oka wynosi przeszło 8,5 mili gieograficznéj.

Gay-Lussac, wzniósszy się balonem w r. 1804 na 20 000 stóp, mógł widzieć naokół obszar o promieniu przeszło 38 mil gieograficznych.

Zasada zwiększania się widnokręgu jest praktycznie stosowana przy urządzaniu latarń morskich, które im wyżéj stoją, tym większy obszar morza oświecić są w stanie, a obszar oświetlony jest zawsze kołem.

Okręty, dopływające do tego koła, widzą światło latarni z początku na poziomie, gdyż do nich naprzód dochodzi promień światła L*o* (fig. 24), styczny do powierzchni morza. Wmiarę zbliżania się okrętu, światło latarni wznosi się w górę, gdyż poziom okrętu coraz większy tworzy kąt z promieniem L*o*.

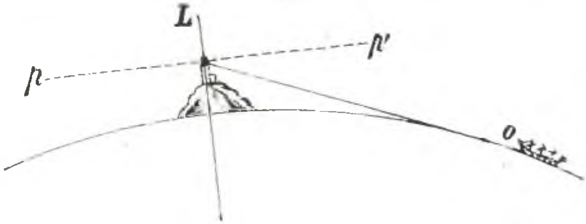


Fig. 24.

Podobne zjawisko, choć w daleko większych, bo wszechświatowych, rozmiarach, spostrzegają podróżujący do bieguna północnego na gwieździe biegunowéj. Wmiarę posuwania się ku północy, wysokość gwiazdy biegunowéj, a więc i wysokość bieguna, zwiększa się; przytym w całym ruchu dziennym gwiazd zachodzą takie zmiany, iż tylko przypuszczenie okrągłości ziemi może je nam objaśnić. Wyobraźmy sobie w kierunku podróży ku północy trzy punkty: a, a', a'' (fig. 25), a ich linije wiérzchołkowe az, $a'z'$, $a''z''$; przyjmijmy nadto pod uwagę, że, z powodu wielkiéj odległości gwiazd stałych, kierunki promieni ocznych, z różnych punktów ziemi do jednéj gwiazdy poprowadzonych, są dla naszych zmysłów zupełnie równoległe; proste zatym z punktów a, a', a'' ku biegunowi świata, t. j. proste ab, $a'b'$, $a''b''$ są równoległe.

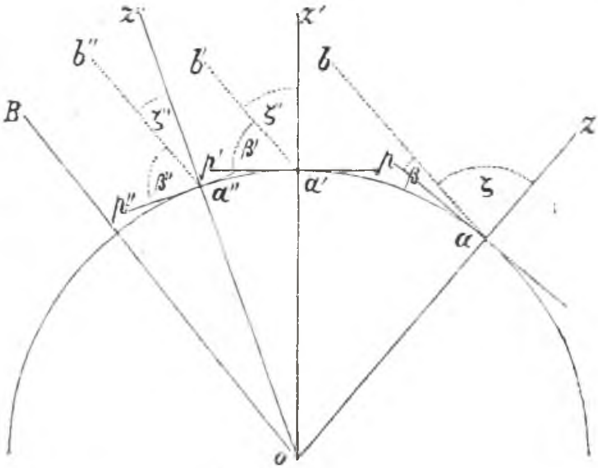


Fig. 25.

Wmiarę posuwania się na północ, wysokość biegowa (t. j. kąty β, β', β'') wciąż się powiększa, a jednocześnie odległość wiérzchołkowa (t. j. odpowiednie kąty ζ, ζ', ζ'') wciąż się zmniejsza. Przy niezmienności przeto kierunku bieguna, zmienia się widocznie kierunek linii wiérzchołkowéj, która wmiarę posuwania się ku północy tworzy kąt coraz mniejszy z kierunkiem bieguna, tak, iż kąt między dwiema linijami wiérzchołkowymi, np.

między az i $a'z'$, jest równy kątowi, o który wysokość bieguna się powiększyła, t. j. kątowi $p'a'b' - pab$. Zmiana więc, jakiéj co do owego kierunku doznają w ten sposób linije wiérzchołkowe, prostopadłe do poziomów w odpowiednich miejscach, a tymsamym normalne do krzywych okrągłości ziemi, jest wynikiem téj właśnie okrągłości. (Bezpośrednie wymierzanie kąta między dwiema linijami wiérzchołkowymi w dwu odległych od siebie punktach było również przedsiębrane i sprawdziło w zupełności, że linije wiérzchołkowe nie są równoległe, lecz mają zawsze punkt zbiegu w głębi ziemi, jakby promienie kuli, zbiegające się w jéj środku.)

Tak np. na wieży katedry w Strasburgu, odległéj od wieży w Durlach o 9,576 mili gieogr., zmierzono kąt BSD (fig. 26), utworzony przez kierunek linii wiérzchołkowéj SB i przez promień oczny SD; znaleziono, że kąt BSD $=$ $= 89^0\ 48'$. W Durlach zaś podobny kąt CDS okazał się równym $89^0\ 35'$. Suma obu kątów jest mniejsza od 180^0 o $37'$; kąt przeto między linijami wiérzchołkowymi, odległymi o 9,576 mili g., wynosi $37'$. Z téj danéj, przypuszczając, że przecięcie kuli ziemskiéj płaszczyzną, przechodzącą przez środek ziemi i przez te punkty S i D, jest kołem, i wiedząc, że łuk SD $= 9,576$ m. g., łatwo możemy otrzymać wartość promienia r tego koła. Długość łuku $37'$ stanowi 0,01076 promienia r, a więc

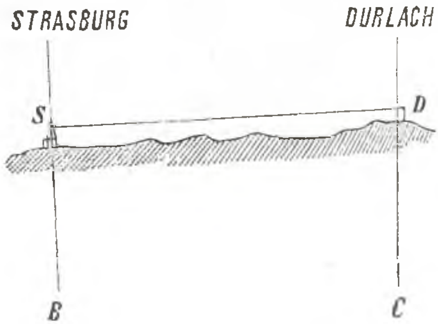


Fig. 26.

$$0{,}01076 : 1 = 9{,}576 : r, \quad \text{skąd } r = 889{,}9 \text{ m. g},$$

co, naturalnie, przedstawia wartość tylko przybliżoną.

36. Zależność widoku nieba od miejscowości. Ze zmianą linij wiérzchołkowych zmienia się nachylenie odpowiadających im poziomów do osi świata. Wskutek tego, koła ruchu dziennego gwiazd, jako prostopadłe do osi, mają również coraz inne położenia względem poziomów różnych miejscowości na ziemi. Im daléj udajemy się na północ, tym biegun świata wyżéj nad poziom się wznosi, a koła dzienne gwiazd tym mniejsze kąty tworzą z poziomem, gdyż wysokość równika staje się mniejszą. Ilość gwiazd okołobiegunowych, t. j. wcale niezachodzących, powiększa się również, jak to łatwo objaśnić. Aby bowiém gwiazda podczas swego dołowania była widoczna nad poziomem, potrzeba, aby jéj odległość biegunowa nie była większa od wysokości bieguna. W War-

szawie, gdzie wysokość bieguna jest 52° 13′, wszystkie gwiazdy, mające odległość biegunową mniejszą od 52° 13′, nie zachodzą, jak to widać na fig. 27-éj, na któréj pp_2 oznacza poziom, a punkt B biegun. (Na figurze téj przedstawiamy sobie ziemię jako kulę Z w środku kuli świata położoną, gdyż jéj wymiary w stosunku do odległości jakiéjkolwiek gwiazdy stałéj, czyli do promienia pozornéj kuli niebieskiéj, są tak małe, iż to, co się mówi o poziomie jéj pozornym lub fizycznym PP, przez oko przechodzącym, stosuje się bezpośrednio do poziomu astronomicznego pp_2, t. j., jak wiemy, przechodzącego przez środek ziemi.)

Cała powierzchnia odcinka kuli niebieskiéj, zakreślonego z punktu B łukiem BGp, jest przez dobę całą widzialna nad poziomem. Skoro w podróży ku północy wysokość bieguna powiększy się od wartości BGp do BGp', t. j. poziom PP zastąpiony zostanie przez P′P′, wówczas odcinek, obejmujący cały obszar gwiazd okołobiegunowych, zakréślony być może łukiem BGp', większym od BGp. Jednocześnie wysokość równika $p_2 r$ zmniejszy się i stanie się równą $p'_2 r$, tak iż część gwiazd południowych, poprzednio widzialnych w pasie $p_2 p'_2$, przestanie zupełnie pokazywać się nad poziomem.

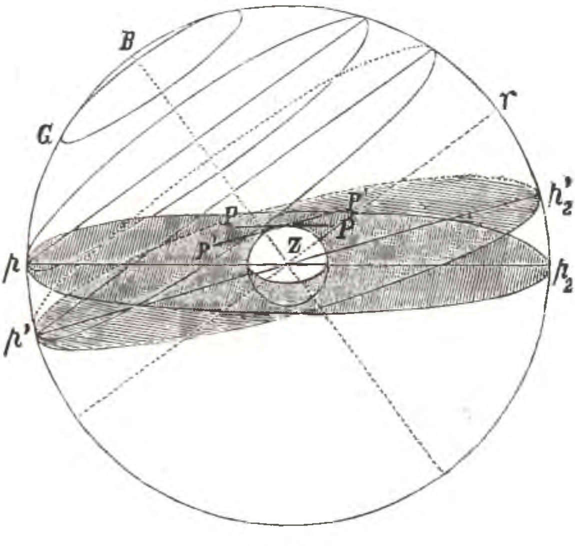


Fig. 27.

37. Położenie sfery równoległe. Ze wzmiankowanych dotychczas spostrzeżeń możemy wnieść, że, postępując daléj ku północy, dojdziemy do punktu, w którym biegun podniesie się aż do zenitu, a wówczas wszystkie gwiazdy aż do równika, razem się schodzącego z poziomem, nie będą zachodziły. Położenie takie poziomu względem kuli niebieskiéj wskazuje fig. 28-a. Poziom NS schodzi się tu razem z równikiem, biegun B z zenitem, a drogi dzienne gwiazd TU, T′U′ są równoległe do poziomu. W tym położeniu wszystkie gwiazdy półkuli północnéj nie będą zachodziły wcale, zataczając koła równoległe do po-

ziomu, bez górowania i dołowania; wysokości ich będą stałe i równe zboczeniu. Oryjentacyja co do północy i południa będzie stracona; trzy bowiém punkty, przez które położenie południka bywa określane, t. j. zenit, biegun i środek ziemi znajdują się tu na jednéj linii prostéj, przez którą dowolną ilość płaszczyzn poprowadzić można.

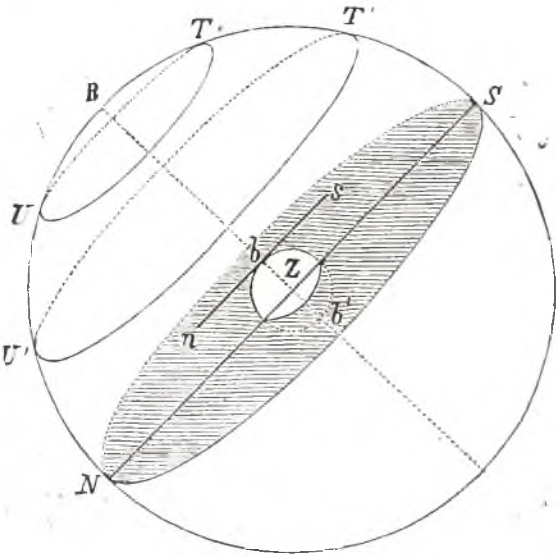


Fig. 28.

Punkt ten na ziemi *b* jest jéj biegunem jako kuli — w tym razie północnym; drugi, południowy, w którym zjawiska podobnie się przedstawiają, leży na przeciwnym końcu osi ziemskiéj w punkcie *b'*. Do punktów tych dotychczas najśmielsi podróżnicy nie mogli się dostać z powodu nagromadzonych tam lodów; zjawiska jednak, które w bliskości biegunów dostrzegali, niewiele już od opisanych się różnią.

Takie położenie kuli niebieskiéj ze względu na położenie patrzącego nazywają p o ł o ż e n i e m s f e r y r ó w n o l e g ł y m.

38. Położenie sfery ukośne. Gdy się cofamy od bieguna ku południowi, wraca nam widok nieba gwiaździstego taki, jaki na wstępie był opisany. Zmienia się on stopniowo wmiarę zniżania się bieguna niebieskiego. Oprócz odcinka kuli zakréślonego wysokością bieguna BN (fig. 29), na którym gwiazdy nie zachodzą, drogi dzienne innych gwiazd są przecięte poziomem NS na dwie części. W przedstawionym na fig. 29-éj położeniu, które się nazywa p o ł o ż e n i e m s f e r y u k o ś n y m, łuk dzienny gwiazd, leżących na równiku, jest równy łukowi nocnemu, gdyż poziom przecina się z równikiem według średnicy im spólnéj; dla innych gwiazd to niéma miejsca. Gwiazdy o zboczeniu północnym, np. G, mają łuk dzienny WTZ większy od nocnego; wszystkie zaś gwiazdy o zboczeniu południowym, jak G', mają łuk dzienny W'T'Z' tym mniejszy, im zboczenie południowe jest większe.

Stosunek łuku dziennego do nocnego z łatwością można obliczyć, znając

wysokość bieguna i zboczenie gwiazdy. Wyobraźmy sobie gwiazdę G (fig. 29), której zboczenie RT = rZ = δ; łuk jej dzienny jest WTGZ, łuk nocny ZUW; gwiazda bowiém zachodzi w punkcie Z, a wschodzi w punkcie W, jako w punktach przecięcia się jéj drogi z poziomem. Jeżeli kąt ZUW = $2a$, to miarą jego będzie kąt ZOW; jego zaś połowa ZOU = a jest miarą kąta dwuściennego NBZ między płaszczyzną południka i płaszczyzną godzinną, przez punkt zachodu Z przechodzącą. Kąt a możemy znaléść z trójkąta kulistego BNZ, prostokątnego przy N, znamy bowiém wysokości bieguna BN = φ i BZ = Br — Zr = 90° — δ; mamy mianowicie:

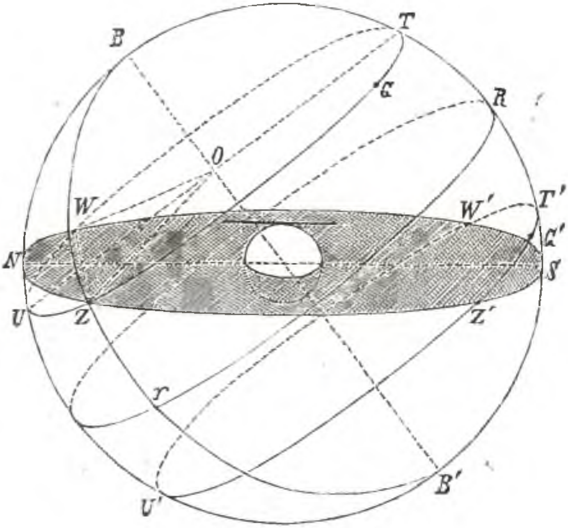


Fig. 29.

$$\cos a = \cot BZ \, . \, \mathrm{tg}\, BN,$$

$$\text{czyli } \cos a = \mathrm{tg}\, Zr \, . \, \mathrm{tg}\, BN,$$

$$\text{t. j. } \cos a = \mathrm{tg}\, \delta \, . \, \mathrm{tg}\, \varphi.$$

Znalazszy a i odjąwszy $2a$ od 360°, otrzymamy łuk dzienny, z którego wniesiemy o ilości godzin gwiazdowych, podczas których gwiazda znajduje się nad poziomem.

Dla przykładu obliczmy długość dnia 14 czerwca w Warszawie i w Petersburgu, to jest łuki dzienne słońca w tych dwu miejscach, wiedząc, że wysokość bieguna w Warszawie = 52° 13′ 5″, a w Petersburgu = 59° 56′ 29″, oraz że zboczenie słońca 14-go czerwca jest + 23° 17′; według wzoru powyższego, otrzymujemy

	Warsz.	Petersb.
a	= 56° 16′ 50″	41° 57′ 45″
$2a$	= 112° 33′ 40″	83° 55′ 30
360° — $2a$	= 247° 26′ 20″,	276° 4′ 30″,
czyli	16 g. 29 m. 44 s.	18 g. 24 m. 18 s.

Zapomocą ostatniego z wypisanych powyżej wzorów możemy sprawdzić to, co powyżej dla sfery ukośnéj gieometrycznie było wyprowadzone. Gdy

gwiazda jest na równiku, wtedy $\delta = 0$ a więc $\cos a = 0$, czyli $a = 90^0$; $2a = 180^0$. Przy wzrastaniu zboczenia δ powiększa się $\cos a$ dopóty, dopóki δ nie dojdzie do wartości $90^0 - \varphi$; wówczas $\cos a = 1$, łuk więc nocny równy zeru, t. j. najmniejsze zboczenie gwiazd niezachodzących jest $90^0 - \varphi =$ wysokości równika.

Gdy postępować będziemy dalej ku południowi, to biegun świata będzie się zniżał, przestrzeń przez gwiazdy okołobiegunowe zajęta maleje, a równik, podnosząc się coraz wyżej nad poziom, pozwala nam dostrzegać coraz nowe gwiazdy południowe.

39. Położenie sfery proste. Stopniowo dojdziemy tak do punktu na ziemi, w którym zobaczymy biegun północny na poziomie; jednocześnie i biegun południowy ujrzymy w przeciwległej stronie nieba, równik zaś przechodzić będzie przez zenit, jak na fig. 30-ej. W tym położeniu poziom przechodzi przez oś świata, a wskutek tego, drogi dzienne gwiazd są na połowy przez poziom przecięte i są do niego prostopadłe. Widocznie, że łuki dzienne są równe nocnym; gwiazd niezachodzących niema wcale, ale za to gwiazdy całych obu półkul niebieskich są widzialne.

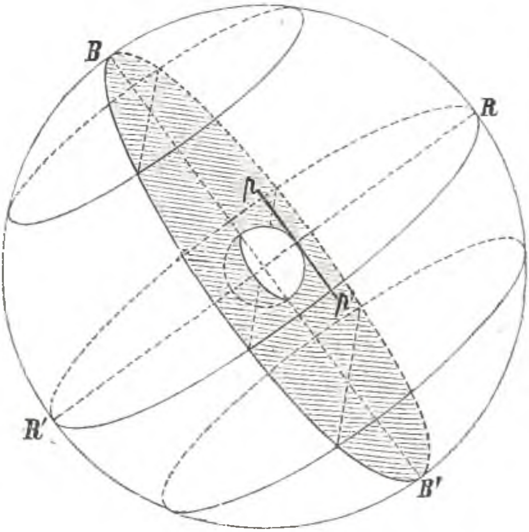


Fig. 30.

Takie t. z. położenie sfery proste ma miejsce tylko w punktach, znajdujących się na równiku ziemi. —

Oczywiście, że na półkuli południowej mieć będziemy znowu położenie sfery ukośne, a na biegunie południowym równoległe.

Widzimy z tego, że zjawiska trzech różnych położeń sfery, znane ze spostrzeżeń codziennych, doskonale i jedynie objaśniają się przypuszczeniem kulistości ziemi.—Istotnie, wyobraźmy sobie liniją wierzchołkową w biegunie ziemi *a* (fig. 31), zatym przez biegun niebieski B przechodzącą. Jeżeli ta linija wraz ze swym poziomem obracać się będzie około punktu O od północy ku południowi, to punkt *a* przyjmie położenia *a*, *b*, *c*, w których powyżej opisane objawy mają miejsce; punkty te muszą leżeć

na okręgu koła, zakreślonego z punktu O, jako środka, albo przynajmniéj na linii krzywéj zamkniętéj, bardzo mało różniącéj się od koła.

Do tych najważniejszych dowodów kulistości ziemi można jeszcze dodać inne, w zupełnéj zgodzie z tym przypuszczeniem będące.

40. Inne dowody okrągłości ziemi. Podróże, naokoło świata odbywane, dowiodły, że można ją całą objechać, jadąc czyto od zachodu ku wschodowi, czytéż w kierunku odwrotnym, i wrócić do miejsca wyjazdu.

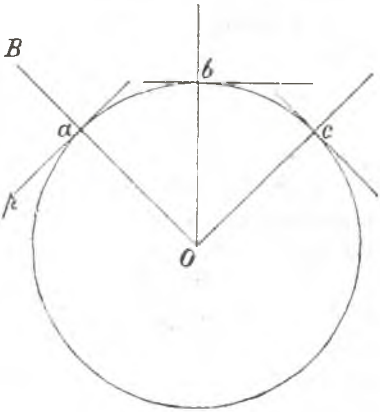
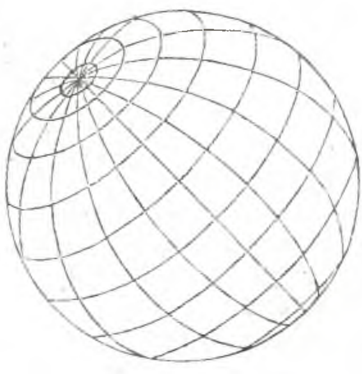


Fig. 31.

Podczas zaćmień księżyca, kiedy tenże wchodzi w cień przez ziemię rzucony, zawsze spostrzegamy, że ten cień ma kształt koła, jakiekolwiek ziemia zajmuje wówczas położenie; cień zaś okrągły we wszystkich położeniach ciała, cień ów rzucającego, jest dowodem, że ciało to jest kuliste.

Poniżéj natrafimy na inne jeszcze dowody, a raczéj potwierdzenia przypuszczenia o kulistości ziemi i jéj swobodnym zawieszeniu w przestworzu. Oile zaś pewne zboczenia od ścisłéj postaci kuli gieometrycznéj zmieniają ten przyjęty teraz przez nas kształt ziemi, o tym dopiéro późniéj będziemy mogli mówić, gdy powiemy o ścisłych pomiarach, na jéj powierzchni w różnych czasach dokonanych.

41. Podział powierzchni ziemi. Dla ścisłego oznaczenia położeń na powierzchni ziemi dzielimy ją płaszczyznami w podobny sposób jak kulę niebieską. Płaszczyzny przechodzące przez oś ziemską przecinają powierzchnią ziemi według południków, przez oba bieguny przechodzących. Płaszczyzny zaś prostopadłe do osi przecinają kulę ziemską według kół, zwiększających się od każdego bieguna aż do największego koła, którego płaszczyzna przechodzi przez środek kuli, stanowiącego równik ziemski; koła te są równoleżnikami ziemi. Do tego układu płaszczyzn, na fig. 32-éj perspektywicznie przedstawionych, odnoszą się spółrzędne, służące do wyznaczenia położenia miejsc na ziemi, t. j. szerokość


Fig. 32.

gieograficzna i długość gieograficzna. Szerokość gieograficzna pewnego miejsca jestto kąt, utworzony przez jego liniją wiérzchołkową z płaszczyzną równika (zatym odpowiada ona zboczeniu gwiazd); liczy się ją od równika w stopniach na południku, jako szerokość północną lub południową. Zaś długość gieograficzna pewnego miejsca jestto kąt między płaszczyzną pewnego południka, wybranego stale, a południkiem owego miejsca; liczy się ją od obranego południka w stopniach równika, oznaczając zarazem, czy długość jest wschodnia, czyteż zachodnia względem południka, na którym przyjęto zero długości. (Długość odpowiada do pewnego stopnia wznoszeniu prostemu gwiazd, tylko że to ostatnie liczy się w jednę stronę od 0° do 360°.)

Tak podzieloną kulę ziemską uważamy jako spółśrodkową z kulą niebieską, a środek ziemi jako punkt, do którego wszystkie spostrzeżenia odnosić będziemy w celu poprawienia wspomnianego wyżéj (us. 34) złudzenia paralaktycznego; dla gwiazd jednak stałych, nie podlegających temu złudzeniu, oko nasze pozostanie, jak dotychczas, środkiem kuli niebieskiéj.

Łatwo spostrzéc, że, gdy środek ziemi przyjmujemy za środek kuli niebieskiéj: równik ziemski powstaje z przecięcia ziemi płaszczyzną równika niebieskiego; odcinek osi świata, przecinającéj powierzchnią ziemi w dwu jéj biegunach, zawarty między tymi punktami, jest jéj osią; południki ziemi powstają wskutek przecięcia powierzchni ziemi płaszczyznami godzinnymi; każdy zaś równoleżnik ziemi i odpowiadający mu równoleżnik niebieski leżą na powierzchni tegoż samego stożka o wiérzchołku w środku ziemi, mającego oś spólną z osią świata.

42. Wyznaczenie szerokości. Przy wyznaczaniu szerokości gieograficznéj miejscowości na ziemi nie należy zapominać, że określenie szerokości, jako odległości od równika w stopniach południka, stosuje się do południków wyobrażalnych, jako kół gieometrycznych; południki bowiém fizyczne ziemi, choćby zredukowane do poziomu morza, jak pokazują pomiary, w tym celu przedsiębrane, różnią się nieco od kól gieometrycznych.

Z podróży ku północy przedsiębranych wynika, że wysokość bieguna zwiększa się stopniowo od równika ziemi, gdzie $= 0^0$, aż do bieguna ziemi, gdzie dochodzi 90^0. Ta zależność, określając okrągłość ziemi, nadaje się i do oznaczenia szerokości różnych na niéj miejscowości, jako ścisle związana z położeniem linii wiérzchołkowéj każdego miejsca. Wyobraźmy sobie mianowicie kulę ziemską, spółśrodkową z kulą niebieską w punkcie O (fig. 33). Na równiku w punkcie a linija wiérzchołkowa jest w płaszczyźnie równika nieba; w punktach a', a'' i t. d. tworzy kąty z płaszczyzną równika SOT, SOU, będące szerokością gieograficzną

miejsc a', a'' i t. d. Te kąty zaś wyrażają także odległość zenitalną równika niebieskiego w tychże miejscach, która widocznie jest równa wysokości bieguna nad poziom. A więc *wysokość bieguna w danym miejscu jest miarą szerokości gieograficznéj tego miejsca.* Według tego, cośmy wyżéj mówili, możemy także powiedzieć, że *szerokość gieograficzna danego miejsca jest kątem, jaki tworzy linija wiérzchołkowa tego miejsca z liniją wiérzchołkową punktu na równiku, na tymże południku z nią leżącego.*

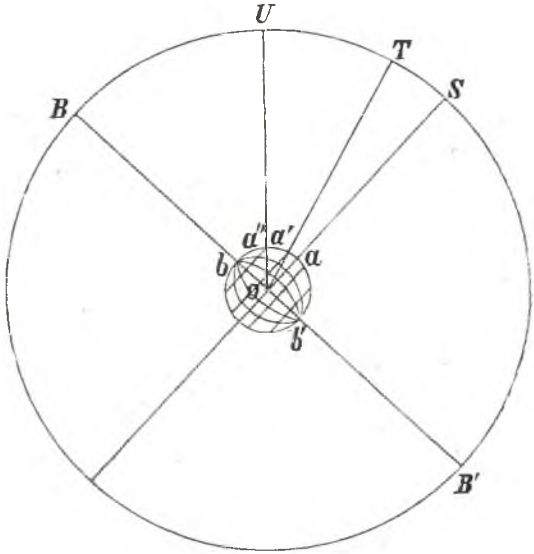


Fig. 33.

Trzymając się tego ostatniego określenia, unikniemy wielu trudności w zrozumieniu kształtu ziemi i w odnoszeniu położeń gwiazd ruchomych do jéj środka. Wysokość bowiém bieguna określa, niezależnie od kształtu południków, kąt między linijami wiérzchołkowymi — co jest ważne ze względu na niezupełnie kulisty kształt ziemi. Przypuśćmy bowiém, że kula ziemska jest przy biegunach spłaszczona — na fig. 34-éj to spłaszczenie jest umyślnie, dla uwidocznienia, znacznie powiększone. Bieguny jéj są (na fig. 34) b i b'; rr' równik, rR linija wiérzchołkowa na równiku, az linija wiérzchołkowa w punkcie danym a. Szerokość punktu a jest ró-

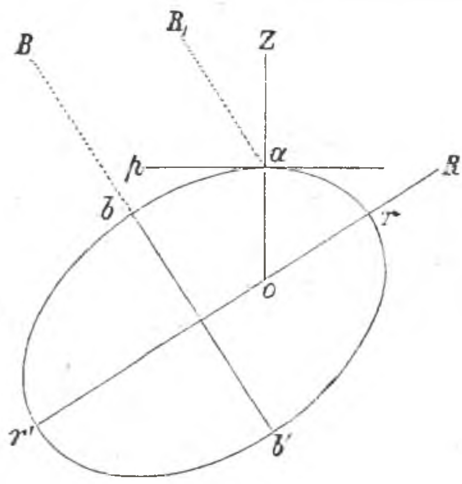


Fig. 34.

wna kątowi między linijami wierzchołkowymi ROZ. Jeżeli przez punkt a poprowadzimy liniją aB_1, równoległą do osi świata $b'bB$, to ona wskaże biegun niebieski, a kąt paB_1, wysokość bieguna nad poziom pa, będzie równy kątowi aOR. I w tym przeto razie wysokość bieguna jest miarą szerokości gieograficznéj.

Widzieliśmy powyżéj (us. 9), że wysokość bieguna można otrzymać, mierząc kołem wierzchołkowym wysokość jakiéjkolwiek gwiazdy okołobiegunowéj w jéj górowaniu i dołowaniu i dzieląc sumę obu przez dwa. Jeżeliby zaś warunki miejscowe nie dozwalały wykonać takiego wyznaczenia, to można postąpić inaczéj. Wiemy, że najgłówniejsze gwiazdy mają ściśle oznaczone zboczenia; odszukawszy jednę z takich gwiazd, mierzymy na południku jéj wysokość, a odjąwszy od niéj zboczenie gwiazdy, wzięte z katalogu, otrzymamy wysokość równika, będącego dopełnieniem wysokości bieguna do 90°. Tak np. zboczenie α Oryjona $= +7^\circ\,23'$. Wysokość téj gwiazdy zmierzona w pewnéj miejscowości zwykłym kątomiarem na południku wyniosła $44^\circ\,59'$; wysokość przeto równika jest $(44^\circ\,59') - (7^\circ\,23') = 37^\circ\,36'$, a szerokość gieogr. $\varphi = +52^\circ\,24'$. Podobnie, przy pomocy gwiazdy β Oryjona, któréj zboczenie $= -8^\circ\,20'$, a któréj wysokość w tymże miejscu mierzona, była $29^\circ\,10'$, znajdziemy, iż wysokość równika jest $(29^\circ\,16') - (-8^\circ\,20') = 37^\circ\,36'$, a więc φ, jak wyżéj, $= +52^\circ\,24'$.

43. Długość gieograficzna. Długość gieograficzna jest kątem dwuściennym, jaki tworzą płaszczyzny dwu południków, zwykle mierzonym stopniami równika (us. 41). Ponieważ przez oś ziemską można przeprowadzić dowolną ilość płaszczyzn południkowych, przeto za punkt stały można obrać punkt przecięcia się któréjkolwiek z nich z równikiem, tak iż długość wyraża się ilością stopni równika od pewnego punktu obranego na wschód i na zachód. Południk, odpowiadający owemu punktowi obranemu, zowiemy piérwszym; jest on zwykle określony położeniem ważniejszego w kraju obserwatoryjum. Tak np. w Anglii przyjmują za piérwszy ten południk, który przechodzi przez obserwatoryjum w Greenwich, we Francyi paryski, i t. d. Południk najdawniéj przyjęty jako piérwszy przechodzi przez wyspę Ferro, jednę z wysp Kanaryjskich; jako dokładne określenie jego położenia, przyjmuje się obecnie to, iż on ma leżéć o 20° na zachód od paryskiego. Przy wiadomym zresztą położeniu tych i podobnych miejsc głównych, łatwo jest długość, podaną względem któregokolwiek z nich, o dnieść do innego.

Ruch dzienny gwiazd daje nam możność wymierzenia kąta, stanowiącego długość gieograficzną pewnego miejsca względem innego.

Wyobraźmy sobie kulę ziemską (fig. 35) ustawioną tak, aby oś jéj była pionowa względem powierzchni papiéru, na któréj równik niebieski przedstawi się w postaci koła RR'; biegun ziemi będzie w punkcie o,

a płaszczyzny południków przyjmą w rzucie tym kształt linij prostych oR, oR'; należy wyznaczyć różnicę długości miejscowości a i b. Gdy w miejscowości a spostrzegamy górowanie punktu wiosennego, to zegar gwiazdowy wskazuje wówczas 0 godz. 0 m. 0 sek. Następnie, wskutek ruchu dziennego, punkt wiosenny dojdzie do górowania na południku oR' w miejscowości b i zegar tej ostatniej miejscowości wskaże wtedy 0 godz. 0 m. 0 s. Od górowania więc punktu wiosennego w miejscu a do górowania w b upłynęła taka część 24 godzin, jaką część 360° przedstawia w stopniach łuk RR', t. j. zegary, wyregulowane dla tych miejsc, różnią się o takąż część 24 godzin. Jeżeli między górowaniami upłynęła cała godzina, to łuk RR' jest $\frac{1}{24}$ częścią 360°, t. j. kąt między płaszczyznami ao i ob jest $\frac{360^0}{24} = 15^0$. Różnica więc zegarów, wyregulowanych dla pewnych miejsc, czyli, jak się mówi, *różnica miejscowych czasów wskazuje różnicę długości gieograficznych w czasie*, którą łatwo zamienić na stopnie. Różnica długości gieogr. wszystkich miejsc wzdłuż obu południków położonych jest oczywiście jednakowa, mimo, że różnica linijowa odległości dwu południków zmniejsza się od równika ku biegunowi z powodu mniejszych promieni równoleżników.

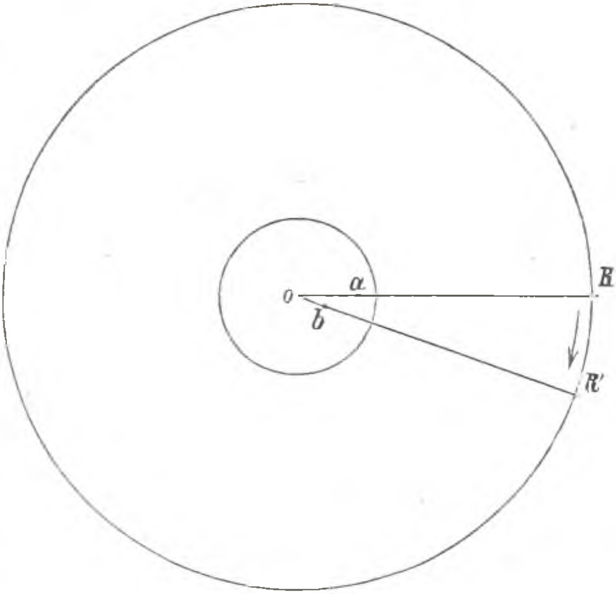


Fig. 35.

Widocznie, że zamiast punktu wiosennego można do wyznaczenia długości użyć jakiejkolwiek gwiazdy, byleby tej samej w obu miejscowościach.

Praktycznie można dwojakim sposobem takie porównanie czasów miejscowych wykonać. Najprościej jest przewieść bardzo dokładny zegar, zwany chronometrem, do miejsca, którego długość chcemy wyznaczyć. Tak np. chronometr, wyregulowany w Berlinie podług czasu miej-

scowego, po przewiezieniu do Warszawy wskaże o 30 minut 32,5 sekundy mniéj, niż zegar wyregulowany w Warszawie; a więc Warszawa leży na wschód od Berlina o 7° 38′ 7″,5 łuku równika. Zamiast przy pomocy przewożenia zegarów, można porównać czasy miejscowe, dając telegrafem elektrycznym sygnał z jednéj stacyi na drugą i zestawiając z sobą zauważone jednocześnie wskazania zegarów miejscowych; prędkość bowiém przebiegu elektryczności może być, jak wiadomo z fiwyki, całkiem nie brana pod uwagę. Ten sposób daje doskonałe wypadki; w Ameryce jest on często stosowany w tym celu w tamtejszych obserwatoryjach.

Zadanie oznaczenia długości gieogr. można inaczéj rozwiązać, notując według miejscowego czasu chwilę jakiegokolwiek zjawiska, jednocześnie widzianego w dwu miejscowościach. Zasada tu taż sama: porównanie miejscowych czasów. Dla miejscowości bliskich siebie można taki sygnał sztucznie urządzić, jak np. wybuch prochu lub pęknięcie rakiety między dwiema miejscowościami, z którychby go było widać. Dla miejscowości dalszych od siebie służą w tym celu zaćmienia słońca lub księżyca, a właściwie chwile ich początku lub końca, i wogóle zakrycia ciał niebieskich jedne przez drugie, albotéż obrachowane uprzednio położenia gwiazd ruchomych, np. księżyca, względem gwiazd stałych.

44. Oznaczenie położenia miejscowości na morzu. Ten ostatni sposób bardzo często bywa stosowany przez żeglarzy, dla których ścisłe oznaczenie miejsca, gdzie się w danéj chwili znajdują na morzu, jest zadaniem, związanym z ich bezpieczeństwem lub kierunkiem dalszéj drogi. Dlategotéż w celach praktyki żeglarskiéj oddawna starano się o ułatwienie i udokładnienie sposobów oznaczania długości; szerokość bowiém, jak powyżéj widzieliśmy, łatwo (por. zresztą us. 45) przy znanych zboczeniach gwiazd da się oznaczyć.

Ponieważ dokładne wyznaczanie długości jakimkolwiek sposobem zasadza się na porównaniu czasów miejscowych, zatym doskonała budowa zegarów przenośnych jest głównym do osiągnięcia tego celu warunkiem. Jeszcze w zeszłym wieku zadanie to było trudne. W r. 1714 parlament angielski przeznaczył 10000 funtów szterlingów za najdokładniejsze rozwiązanie tego zadania. Część téj nagrody otrzymał Harrison za zbudowanie przenośnego chronometru, a reszta przypadła Mayer'owi i Euler'owi za prace około wyznaczenia dokładnych położeń księżyca pośród gwiazd stałych, jako jednéj z najważniéjszych pomocy do oznaczenia długości gieogr. na morzu. Zasada tego sposobu jest następująca.

Dokładna znajomość drogi księżyca pozwala przewidziéć i ściśle obrachować jego odległości kątowe od pewnych znanych gwiazd; teto odległości dla oznaczonych chwil zamieszczane są w kalendarzach żeglarskich. Przypuśćmy, że w pewnym dniu oznaczonym, według kalendarza żeglar-

skiego, wyrachowanego względem czasu w Greenwich, odległość kątowa środka księżyca od znanéj gwiazdy lub od słońca, rachowana na równiku i odniesiona do środka ziemi dla usunięcia złudzenia paralaktycznego, jest:

o godz.	0 w południe	$33^0\,10'$,
„	6 po południu	$36^0\,18'$,
„	12 w nocy	$39^0\;\;0'$,

żeglarz zaś na morzu, licząc według swego czasu (o wyznaczeniu czasu w us. 84-ym), znajduje o godz. 3 m. 20 po południu odległość $= 37^0\,12'$. Przyjmijmy, dla uproszczenia objaśnienia, że ruch księżyca jest jednostajny; łatwo wtedy obliczyć, która godzina jest w Greenwich przy odległości $37^0\,12'$. Z proporcyi

$$[(39^0\,0') - (36^0\,18')] : [(37^0\,12') - (36^0\,18')] = 6 \text{ godz.} : x;\; x = 2 \text{ godz.}$$

W Greenwich przeto to położenie księżyca przypada o 2 godziny po 6-éj, czyli o 8-éj wieczór. Na okręcie zaś ono było widziane o 3 godz. 20 min.; różnica więc czasów miejscowych = 4 g. 40 m., co odpowiada 70^0 oddalenia okrętu na zachód od Greenwich. Jeżeli przytym szerokość gieogr., wyznaczona w téjże chwili, okazała się północną i równą 18^0, to rzut oka na mapę wskaże, że okręt znajduje się blisko południowego brzegu wyspy Haiti, niedaleko od miasta S. Domingo.

45. Sekstans. Na morzu, z powodu kołysania się okrętu, nie można użyć przy wymierzaniu kątów żadnego z powyżéj opisanych kątomiarów, potrzebujących stałego ustawienia. Używają w tym celu na okrętach narzędzia, zwanego s e k s t a n s e m. Na metalowym wycinku koła (fig. 36), urządzonym do trzymania za drewnianą rączkę T, łuk AB, obejmujący przeszło 60^0 (stąd nazwa: sekstans), jest drobno podzielony; na nim chodzi alidada C ze wskazówką, obracając się około środka łuku S. W punkcie S przytwierdzone jest do alidady zwierciadło płaskie M prostopadle do płaszczyzny wycinka i mające kierunek promienia SC; obraca się ono około środka S wraz z alidadą. Drugie małe zwierciadło, do połowy tylko amalgamowane, stoi stale na promieniu SA równolegle do promienia SB, wskazującego zero podziału łuku AB. Luneta L z nitkami pajęczymi w ognisku służy do umiejscowienia obrazu gwiazdy. Użycie tego narzędzia do mierzenia odległości kątowéj gwiazd naj-

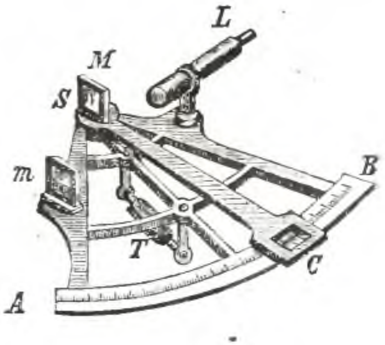


Fig. 36.

lepiéj się objaśni na schemacie (fig. 37), przedstawiającym kierunki promieni od gwiazd idących; zachowane są tu też same litery, co na figurze poprzedniéj.

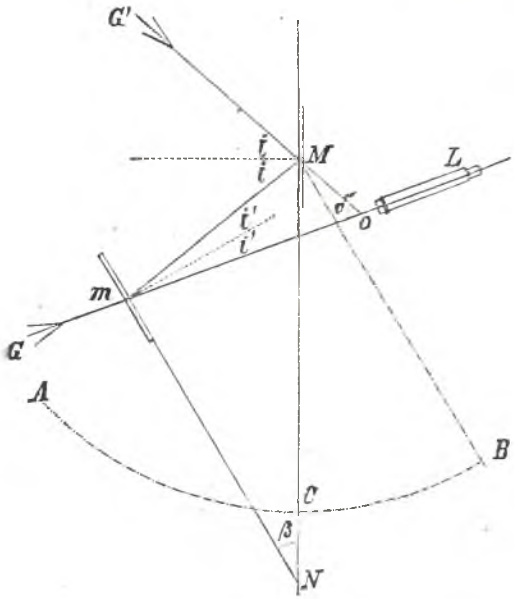


Fig. 37.

Aby zmierzyć odległość kątową dwu gwiazd G i G', nastawimy lunetę L tak, aby przez część nieamalgamowaną zwierciadla m zobaczyć gwiazdę G na skrzyżowaniu się nitek, t. j. w kierunku oG. Następnie alidadę MC posuwamy po łuku AB (obracając więc jednocześnie zwierciadło M) dopóty, dopóki światło od drugiéj gwiazdy, podwójnie odbite od zwierciadeł M i m, nie wejdzie do lunety. Przebieg tego promienia będzie G'Mmo. Jeżeli płaszczyzna sekstansu będzie oile można w płaszczyznie koła wielkiego tych dwu gwiazd, to teraz zobaczymy je obie w lunecie tworzące jeden obraz; wtedy odczytujemy łuk BC (zob. fig. 36), który, wzięty podwójnie, daje nam kąt między dwiema gwiazdami. Należy tylko dowieść, że zawsze kąt BMC, czyli jemu równy MN$m = \beta$, jaki z sobą tworzą kierunki zwierciadeł, jest połową kąta G'oG $= \delta$ między kierunkami idącymi od gwiazd, t. j. że $\delta = 2\beta$. Jakoż, pamiętając o równości kątów wpadania i odbicia i, i; i', i' mamy w trójkątach odpowiednio Mmo i MNm

$$\delta = 180^0 - (180^0 - 2i) - 2i' = 2i - 2i'.$$
$$\beta = 180^0 - (90^0 - i) - (90^0 + i') = i - i'.$$

a więc

$$\delta = 2\beta.$$

Zapomocą tego narzędzia można podobnie, jak na lądzie kołem wierzchołkowym, zmierzyć na morzu wysokość gwiazdy, stawiając je w tym celu pionowo tak, aby ono schodziło się z płaszczyzną wierzchołkową. Następnie nadaje się lunecie takie położenie, iżby mieć w niéj obraz linii widnokręgu morza, ruchem zaś alidady naprowadza się obraz gwiazdy przez odbicie do tego, aby on w lunecie razem się zeszedł z obrazem linii widnokręgu. Otrzy-

mamy tym sposobem wysokość gwiazdy, od któréj jednak odjąć należy wspomniany powyżéj (us. 35) kąt obniżenia poziomu pozornego.

Uwaga. Gdybyśmy pragnęli zmierzyć wysokość gwiazdy na lądzie w przypadku, kiedy nierówności zasłaniają nam koło widnokręgu, to wtedy używamy sztucznego poziomu, t. j. stawiamy miseczkę z rtęcią i mierzymy kąt między gwiazdą i jéj obrazem, odbitym od zwierciadła rtęci; kąt ten jest podwójną wysokością.

46. Położenia niektórych miejscowości. Następująca tablica zawiera położenia kilku najważniejszych obserwatoryjów w Europie w porządku alfabetycznym, z uwzględnieniem miejscowości naszego kraju:

Miejscowość	Szer. gieogr. północna +	Długość gieogr. względem Berlina (+ zach., — wsch.).
Ateny	$+37^0\ 58'\ 20'',0$	$-0^g\ 41^m\ 20^s,8$
Berlin	+ 52 30 16 ,7	0 0 0
Greenwich	+ 51 28 38 ,4	+ 0 53 34 ,9
Kraków	+ 50 3 51 ,8	— 0 26 15 ,6
Lipsk	+ 51 20 6 ,3	+ 0 4 0 ,9
Moskwa	+ 55 45 19 ,8	— 1 36 42 ,0
Paryż	+ 48 50 11 ,2	+ 0 44 14 ,0
Petersburg	+ 59 56 29 ,7	— 1 7 38 ,6
Płońsk	+ 52 37 46 ,7	— 0 28 0 ,8
Pulkowa	+ 59 46 18 ,7	— 1 7 43 ,7
Romanów Podlaski	+ 51 44 22 ,0	— 0 39 24 ,3
Warszawa	+ 52 13 5 ,7	— 0 30 32 ,5
Wiedeń	+ 48 12 35 ,5	— 0 11 56 ,8
Wilno	+ 54 41 0 ,0	— 0 47 37 ,0

Oczywiście, że z téj tablicy łatwo wyznaczyć długość gieogr. tych miejscowości np. względem Greenwich lub Paryża; co się tyczy oznaczanych dotąd na mapach długości względem Ferro, to przypomnieć sobie należy to, cośmy mówili w us. 43-ym.

47. Południk kalendarzowy. Uważny rozbiór sposobów wyznaczania długości gieogr. nastręcza pytanie: jakim sposobem ujednostajnić praktycznie rachubę dni i czasu na całéj kuli ziemskiéj? Wiemy wogóle, że rachuba czasu polega na spostrzeganiu górowania pewnych gwiazd; górowanie zaś to, wskutek ruchu dziennego, jest późniejsze dla miejscowości więcéj na zachód położonych. Wyobraźmy sobie podróżnika, jadącego z Greenwich na zachód. Porównywając swój zegarek, uregulowany według czasu w Greenwich, będzie on w różnych miejscach w Ameryce znajdował coraz większe opóźnienia czasu miejscowego; po przebyciu gór Skalistych, w bliskości cieśniny Behring'a, o 180^0 od Greenwich odległéj, spostrzeże już różnicę, wynoszącą około 12 godzin,

tak iż wtedy, kiedy w Anglii będzie np. Niedziela, godz. 6 rano, tam będzie dopiéro Sobota, godz. 6 po południu. Jeżeli inny podróżnik uda się również z Greenwich, lecz ku wschodowi przez Europę i Azyją, to po drodze wszędzie będzie znajdował czas miejscowy, wyprzedzający jego zegarek w stosunku jednéj godziny na 15° długości. Przybywszy na krańce Syberyi około cieśniny Behring'a, różnicę tę oceni już na 12 godzin, tak iż wówczas, kiedy w Greenwich jest Niedziela, godz. 6 rano, znajdzie tam Niedzielę, ale już 6 godzinę po południu. Z jednéj więc strony wąskiéj cieśniny Behring'a będzie około 6-éj godz. po południu w Sobotę, gdy z drugiéj około téjże godziny w Niedzielę. Obaj jednak podróżnicy nie mylą się, choć się spotkają w dniu inaczéj przez każdego z nich nazwanym. Położenie to krajów bardzo odległych od europejskiego ogniska cywilizacyi zależy od tego, z któréj strony podróżnicy europejscy, przynoszący z sobą ścisłą rachubę czasu, przybyli po raz piérwszy do tych krajów. Hiszpanie, odbywający w wiekach średnich podróże po największéj części na zachód, przywozili na wyspy oceanu Spokojnego swój czas wcześniejszy. Holendrzy i Anglicy, podróżując częściéj na wschód około Afryki, dochodzili do tych samych miejsc, dając im swój czas późniejszy. W tym położeniu były np. okolice posiadłości doniedawna rosyjskich w Ameryce północnéj, do których rachuba czasu dostała się tam od zachodu, kiedy sąsiadujące z nimi okolice zachodniéj Ameryki, nawet nie rozdzielone morzem, mając czas przywieziony od wschodu, o cały dzień inaczéj go rachowały. Dopiéro po przejściu tych posiadłości na własność Stanów Zjednoczonych uregulowano tę szczególną sprzeczność, wprowadzając czas przyjęty w całéj Ameryce, tak iż cieśnina Behring'a rzeczywiście, jak w powyższym przykładzie, rozdziela Azyją od Ameryki także pod tym względem, że na jednéj jéj stronie o jednę dobę data czasu jest wcześniejsza niż na drugiéj. Różnice te nieraz jeszcze większe wypadają. Na wyspę Djilolo, jednę z Moluckich, Holendrzy wprowadzili od zachodu (względem tych wysp) rachubę czasu. Na sąsiednim archipelagu wysp Filipińskich w mieście Manili Hiszpanie zaprowadzili od wschodu swój kalendarz. Otóż trafia się w tych dwu tak blisko położonych miejscowościach, że w Manili jest Niedziela godz. 11 min. 44 wieczorem, w Djilolo zaś — Wtorek godz. 12 min. 15 po północy.

Podróżnicy przeto, opływający całą ziemię w kierunku ku zachodowi, którzyby liczyli dnie kolejne według słońca, traciliby pozornie jeden dzień, t. j. liczyliby np. w chwili powrotu do portu Wtorek, kiedy w porcie liczono Środę, gdyż co 15° traciliby jednę godzinę, jakby ją jednocześnie zyskując na długości dnia. Odwrotnie byłoby przy opływaniu ziemi ku wschodowi: podróżnicy zyskiwaliby pozornie jeden dzień. Należy zatym przyjąć pewien stały południk, jako rozdzielający długość wschodnią od

zachodniéj. Wówczas dla ujednostajnienia rachuby każdy przejeżdżający przez taki południk do sąsiedniéj miejscowości dodawałby lub odejmował jeden dzień, stosownie do kierunku podróży, aby odrazu znaléść się w zgodzie z rachubą czasu, właściwą odpowiednim miejscowościom. Najdogodniejszy pod tym względem jest południk przechodzący około cieśniny Behring'a, prawie o 180° od Greenwich, gdyż prawie cały przypada na oceanie, mało natrafiając na lądy, na których tego rodzaju rachuba czasu byłaby w każdym razie bardzo uciążliwa; taki południk proponują nazywać południkiem kalendarzowym.

48. Wyniki pomiarów ziemi. Z przypuszczenia kulistości ziemi wynikałby naturalny wniosek, że łuki południka, jednakową ilość stopni zawiérające, powinny być równe co do długości we wszystkich miejscach południka. Tymczasem pomiary ściśle części południków, w różnych szerokościach gieogr. przedsiębrane, wykazały, że dwa oddzielne stopnie południka (z nachylenia linij wiérzchołkowych oznaczone, us. 42), z których jeden jest bliższy równika niż drugi, nie są jednakowéj długości. Szczegółowiéj będzie o tym mowa w «*Gieografii fizycznéj*». Nie możemy tu jednak pominąć ostatecznych wypadków, które potrzebne nam są do dopełnienia wiadomości ogólnych o kształcie ziemi.

Pomiary części południków przedsiębrano wielokrotnie w różnych krajach Europy, Azyi i Ameryki. Wszystkie one przekonały, że długość jednego stopnia południka przy równiku jest mniejsza od długości takiegoż stopnia w bliskości bieguna. Różnice te są dość znaczne; według bowiém pomiarów, w wieku XVIII dokonanych, mierzona w Peru długość jednego stopnia, którego środek przypada pod szerokością gieogr. — 1° 31′ 0″, wynosi

56 734,0 sążnia (toise) paryskiego,

w Laponii zaś długość stopnia, pod szer. gieogr. jego środka 66° 20′ 10″, wynosi

57 196,2 sążnia paryskiego.

Krzywizna więc ziemi jest większa przy równiku, niż u bieguna, ku któremu więc ma miejsce jéj spłaszczenie. Zatym południk nie przedstawia koła, ale elipsę, a przynajmniéj liniją krzywą, do elipsy zbliżoną, któréj oś wielka jest średnicą równika, a oś mała osią ziemską. Stosunek tych osi, z powyższych pomiarów otrzymany, byłby

$$310 : 309.$$

Spłaszczenie więc elipsy południka, t. j. iloraz z podzielenia różnicy jéj osi wielkiéj i małéj przez oś wielką, nie jest znaczne. Jeżeli średnicę równika przedstawimy długością metra, to oś ziemska powinna być o 3 milimetry krótsza.

49. Gieojda. Wskutek właśnie podanych powyżéj wyników pomiarów południka, przyjęto, że ziemia nie jest kulą, lecz że jéj powierzchnia jest taka, jakaby powstała, gdyby elipsa południka dokonała obrotu około swéj osi małéj, czyli że ziemia jest elipsojdą obrotową, albo t. z. sferojdą. Z dokonanych atoli późniéj dokładnych pomiarów w połączeniu z poprzednimi okazało się, że równik i równoleżniki ziemskie także nie są kołami, że mianowicie i one mają kształt elips, choć znacznie mniéj spłaszczonych niż elipsy południków; z tegoby wynikało, że ziemia ma kształt elipsojdy różnoosiowéj. Wielkie jednak osi elips równoleżników nie znajdują się w płaszczyźnie jednego południka; dlatego nie można przyjmować, że ziemia (choćby jéj powierzchnia była sprowadzona do poziomu morza) ma kształt prawidłowéj bryły gieometrycznéj. Szczególny kształt, ziemi właściwy, niedokładnie dotąd znany, nazwano g i e o j d ą.

50. Rozmiary ziemi. W przypuszczeniu, że równik ziemi jest kołem i że mila gieograficzna jest 15-tą częścią jednego stopnia równika, według rachunku astronoma Bessel'a, dokonanego w r. 1837, z różnych pomiarów części południków wypada, że:

promień równika	= 859,43	mili gieogr.	= 6 377 397 metrów,
pół osi ziemskiéj	= 856,56	„ „	= 6 356 081 „
obwód równika	= 5 400	„ „	= 40 071 843 „
obwód południka	= 5 390,78	„ „	= 40 003 424 „

spłaszczenie południka $= \frac{1}{299,1528}$.

Clarke w r. 1878. uwzględniwszy wymiary stopni długości, obrachowywując elipsojdę różnoosiową jako kształt ziemi, otrzymał

długość połowy osi wielkiéj elipsy równika	= 6 378 321 metrów
„ „ „ małéj „ „	= 6 377 857 „
„ „ „ ziemskiéj	= 6 356 330 „

spłasz. największego południka $= \frac{1}{289,5}$, spłasz. najmn. połud. $= \frac{1}{295,8}$.

Listing w r. 1878 obliczał elipsojdę obrotową, mającą tę samę objętość, co ziemia; według tego rachunku

promień równika	= 6 377 377 metrów
połowa osi ziemskiéj	= 6 355 270 „
spłaszczenie południka	$= \frac{1}{288,4800}$
długość ćwierci południka	= 10 000 205 „
„ „ równika	= 10 017 560 „

długość mili gieograficznéj *), czyli $\frac{1}{5400}$ obwodu równika $= 7\,420,\ 415$ metra
długość wahadła sekundowego pod biegunem $=\ 996{,}1495$ "
takaż długość na równiku $=\ 990{,}9948$ "

51. Szerokość gieocentryczna. Spłaszczenie ziemi, choć tak nieznaczne, winno być uwzględniane przy wyznaczaniu położeń gwiazd ruchomych, podlegających złudzeniu paralaktycznemu (us. 34).

Jeżeli bowiém południk ziemi jest elipsą *ab a'b'* (fig. 38), wtedy linija wiérzchołkowa w miejscu W nie przechodzi przez środek elipsy, jakby to dla koła wypadło. Linija WK, jako normalna do elipsy w punkcie W, przetnie wiérzchołkową równika O*a* w punkcie K i wyznaczy szerokość gieograficzną WK*a*. Odniesienie więc położeń ciał niebieskich do takich punktów K nie zapewniłoby jednostajności obserwacyj, w różnych miejscach dokonywanych. Gdy zaś należy położenia gwiazd ruchomych wyznaczać względem środka ziemi (us. 41), przeto i szerokość gieogr. każdéj miejscowości wypada poprawić, t. j. zamiast kąta *a*KW wziąć kąt *a*OW. Tak poprawiona szerokość gieogr. *a*OW nazywa się s z e r o k o ś c i ą g i e o c e n t r y c z n ą, czyli środoziemską. Tak np. poprawka szerokości gieogr. dla Warszawy wynosi — 11′ 9″,4, t. j. gdy szerokość gieogr. Warszawy jest + 52° 13′ 5″,7, to jéj szerokość gieocentryczna jest tylko + 52° 1′ 56″,3.

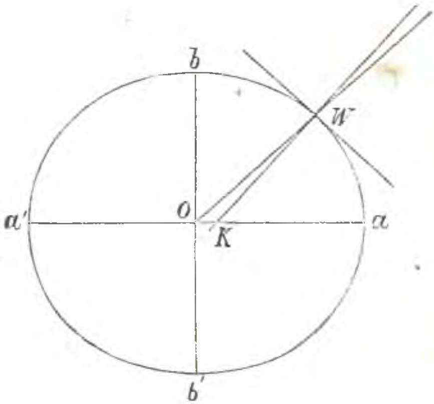


Fig. 38.

52. Obrót ziemi. Wnosząc bezpośrednio z wrażenia, jakie sprawia zjawisko ruchu dziennego gwiazd, należałoby przypuszczać, że cała

---

*) Najczęściéj długość mili gieograficznéj wyprowadzają, przy układaniu kart oddzielnych krajów, jako 15-tą część średniego stopnia południka, t. j. jako równą

$$\frac{10\,000\,000}{90{,}15} \text{ metra} = 7407{,}407 \text{ metra.}$$

kula niebieska, usiana na swym sklepieniu gwiazdami, wraz z nimi obraca się około naszéj ziemi, a ściśléj około linii, będącéj przedłużeniem osi ziemskiéj. Takietéż było przekonanie starożytnych ludów i przetrwało aż do XVI wieku, w którym Kopernik objaśnił to zjawisko zapomocą obrotu ziemi około jéj własnéj osi, odbywającym się w kierunku przeciwnym względem pozornego ruchu gwiazd, t. j. od zachodu na wschód. Mimo przeróżnych opozycyj, jakie wywołała teoryja Kopernika, tak wstrząsająca tylowiekowymi pojęciami, utrwaliła się ona, wciąż coraz nowe w badaniach astronomicznych zyskując potwierdzenie. Wobec dzisiejszego postępu astronomii, tak pod względem narzędzi, jak i pod względem ścisłości danych o odległościach i naturze fizycznéj gwiazd, ruch obrotowy ziemi jest jedynym tłomaczeniem ruchu dziennego; tymwięcéj przeto należy podziwiać gienijalność Kopernika, dla którego ta prawda stała się tak jasną przed czterema niemal wiekami, gdy nie było ani lunet, anitéż wielu za ich pomocą osiągniętych wiadomości.

Złudzenie wzroku przy ocenianiu ruchu nawet na ziemi jest rzeczą zwykłą, jeżeli ów ruch odbywa się bez szczególnego wstrząśnienia. Przy mijaniu się pociągów wolno idących na kolejach, przy płynięciu statkami po wodach bieżących, często to złudzenie ma miejsce; nie dziw więc, że ono się przedstawia również przy obrocie ziemi, unoszącym z sobą wszystkie otaczające przedmioty i pozbawionym wszelkich nieruchomych punktów oryjentacyjnych.

Ogromne, a różne od siebie odległości ciał niebieskich sprawiają, iż niemożebne jest przypuszczenie, aby te ciała w ciągu 24 godzin, poruszając się z prędkościami, o których pojęcia należytego wyrobić sobie nawet nie możemy, odbywać mogły ruch tak dokładnie jednostajny. Według praw mechaniki, jest rzeczą niemożliwą, aby tak olbrzymie ciała niebieskie, względem których ziemia nasza jest drobnym pyłkiem, mogły około niéj dokonywać owego ruchu. Ruch zaś obrotowy ziemi najlepiéj te wszystkie zjawiska tłomaczy, zostając w zgodności i z zasadami mechaniki i objaśniając najprościéj, a zarazem jaknajdokładniéj, wszystkie oczami spostrzegane objawy. Przy badaniu ruchów ciał niebieskich i objawów siły ciężkości znajdziemy na każdym kroku dowody obrotowego ruchu ziemi. Parę ważniejszych tu przytoczymy.

53. Spadek ciał. Pierwotni przeciwnicy przekonań Kopernika dowodzili, że ciało, spadające z wysokości, biegłoby nie po linii pionowéj, ale musiałoby upaść na zachód od podstawy pionu, gdyż ziemia, obracając się z szybkością 3,75 mili gieogr. na minutę (na równiku), usunęłaby się spod niego. Zarzut ten, sprzeczny z zasadami mechaniki, po zbadaniu go, obrócił się przeciwko jego autorom. Jeżeli wyobrazimy sobie ciało, spadające z wielkiéj wysokości, np. z punktu *a* (fig. 39) nad ziemią *bb'c*,

wtedy należy przyjąć pod uwagę, iż to ciało ma w chwili spadania ruch obrotowy nabyty szybszy, aniżeli punkt *b* u podstawy pionu, zakréśla bowiém koło o promieniu większym w jednakowym czasie. Gdy więc podczas spadania punkt *b*, wskutek obrotu ziemi, przejdzie do położenia w *b'*, to punkt *a* zakréśli łuk większy, ciało zaś z punktu *a* spadające, upadnie w punkcie *c*, na wschód od podstawy *b'* pionu *a'b'*. Doświadczenia w wielu miejscach powtarzane, zupełnie z tym rozumowaniem są zgodne. Z prób tego rodzaju, przez Reicha w r. 1832 we Freibergu czynionych, okazało się, że ciało, spadające z wysokości 488 stóp, zbacza na wschód od pionu prawie o 13 linij.

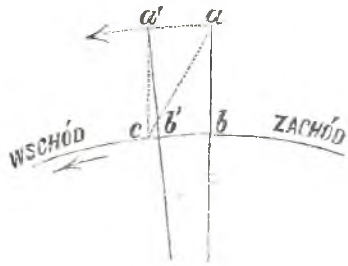


Fig. 39.

54. Siła odśrodkowa. Wskutek ruchu obrotowego ziemi wytwarza się siła odśrodkowa, która wzrasta od bieguna do równika w stosunku kwadratów z prędkości obrotu. Ciało na biegunie podlega tylko sile ciężkości, w innych zaś miejscach działa na nie wypadkowa dwu sił, siły ciężkości, utrzymującéj je przy ziemi, i siły odśrodkowéj, niweczącéj częściowo siłę ciężkości, a na równiku np. działającéj w kierunku wprost przeciwnym. Wskutek więc ruchu obrotowego ziemi ciężar ciał, bliżéj równika będących, jest mniejszy.

Jeżeli przypuścimy, że ziemia kiedyś, zanim ostygła, była płynna, to siła odśrodkowa, wytwarzająca się przy jéj ruchu obrotowym, odsuwała części materyi przy równiku daléj od środka ziemi, niż przy biegunach, wskutek czego utworzyła się wypukłość w okolicach równika a ku biegunom spłaszczenie, w rozmiarach odpowiednich zmniejszaniu się siły ciężkości. O wielkości tego spłaszczenia mówiliśmy już w us. 50-ym.

55. Długość wahadła sekundowego. Rozumowanie to potwierdzają w zupełności doświadczenia, czynione z wahadłem, narzędziem najczulszym na małe zmiany w natężeniu siły ciężkości. Ponieważ długość wahadła, mającego określony czas oddzielnego wahnięcia, zmienia się proporcyjonalnie względem natężenia siły ciężkości, przeto wahadło sekundowe, t. j. robiące 86 400 wahań na dobę, powinno być coraz dłuższe wmiarę, jak od równika postępujemy ku biegunom. Fakt ten został zaznaczony przez Richer'a w r. 1672, podczas podróży z zegarem w celach astronomicznych z Francyi do południowéj Ameryki. Stał się on ważnym dowodem obrotu ziemi i pobudził do oznaczania zapomocą doświad-

czeń i odpowiednich rachunków długości wahadła sekundowego dla różnych szerokości gieograficznych. Tak np.

Miejsce	szerokość gieograficzna	długość wahadła
Równik	0^0 $0'$	0^m,99103
Pod szerokością	45 0	0 ,99356
Paryż	48 50	0 ,99390
Greenwich	51 29	0 ,99413
Warszawa	52 13	0 ,99415
Berlin	52 30	0 ,99422
Wilno	54 41	0 ,99440
Biegun	90 0	0 ,99610

56. Obrót płaszczyzny wahań. W r. 1851 francuski fizyk Foucault przedstawil jeszcze nowy i widoczny dowód obrotu ziemi. Opiéra się on na własności, jaką posiada wahadło, iż puszczone w ruch nie zmienia płaszczyzny wahań mimo obrotu punktu zawieszenia. Wahadło zawieszone w punkcie *a* (fig. 40) nad tarczą ABC, mogącą obracać się zapomocą rączki T około osi pionowéj, mimo obrotu tarczy waha się ciągle w téjże saméj płaszczyźnie *abb'*. Jeżelibyśmy mogli znaleść się na biegunie ziemi i tam tarczę z wahadłem ustawilibyśmy nieruchomo, to ona obracałaby się wraz z ziemią od zachodu na wschód, a płaszczyzna wahań *abb'* pozostałaby niezmienioną. Z powodu, że nie czulibyśmy ruchu ziemi, zdawałoby się nam, że płaszczyzna wahań obraca się w stronę przeciwną, t. j. od wschodu na zachód, i obiega 360⁰ w ciągu 24 godzin, to jest po 15⁰ na godzinę.

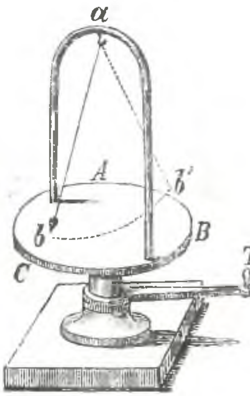


Fig. 40.

Doświadczenie takie wykonał Foucault na wielkim wahadle w gmachu Panteonu w Paryżu z zupełnym powodzeniem. Obrót jednak płaszczyzny wahań w Paryżu nie wynosi całych 15^0 na godzinę, jakby to było na biegunie, ale $11^0\ 17'$. Szybkość tego obrotu zmniejsza się ku równikowi, gdzie południki mogą być uważane za równoległe, a tarcza taka tam ustawiona, zamiast ruchowi obrotowemu, ulegałaby ruchowi postępowemu po kole równika; dlategoteż na równiku i dla naszego oka płaszczyzna wahań nie będzie się zmieniała.

Stosunek zmniejszania się kąta obrotu płaszczyzny wahań w pewną jednostkę czasu oblicza się sposobem następującym. Przypuśćmy, że wahadło,

dokonywające wahań w płaszczyznie południka, jest w punkcie a na równoleżniku $rabr'$ (fig. 41), którego szerokość gieogr. $= \varphi$. Styczna aB, jako leżąca na poziomie punktu a, przedstawia kierunek wahań. Gdy, wskutek obrotu ziemi, punkt a znajdzie się w b, to kierunek wahań pozostanie tenże sam, to jest bC, równoległy do aB, i tworzyć będzie z kierunkiem miejscowego południka w punkcie b, t. j. z jego styczną bB, kąt szukany CbB; o ten bowiem kąt kierunek pierwiastkowy wahań pozornie się zmienił. Należy więc oznaczyć wielkość tego kąta w stosunku do kąta jednocześnie dokonanego obrotu ziemi aob, gdzie punkt o jest środkiem koła równoleżnika. W dwu trójkątach aob i aBb, mających bok spólny ab, z uwagi, że cięciwa ab podpiera łuki, odpowiadające kątom środkowym $aob = \alpha$ i $a\mathrm{B}b = \mathrm{C}b\mathrm{B} = \beta$, jest spólna, mamy

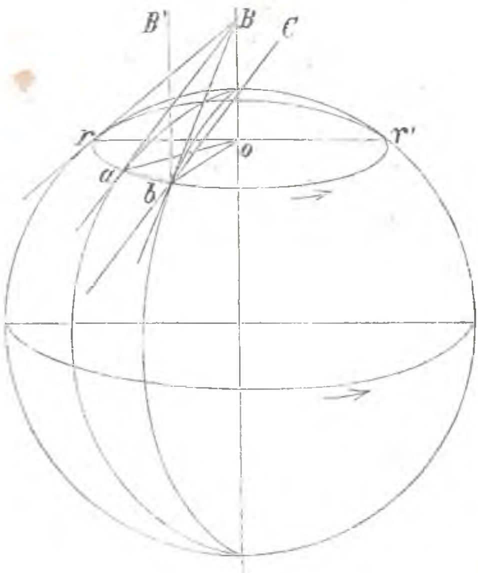


Fig. 41.

$$\tfrac{1}{2}\, ab = ob\,.\,\sin\tfrac{1}{2}\,\alpha = \mathrm{B}b\,.\,\sin\tfrac{1}{2}\,\beta,$$

skąd $\sin\frac{1}{2}\alpha : \sin\frac{1}{2}\beta = \mathrm{B}b : ob$, lub, przybliżenie biorąc stosunek kątów zamiast stosunku wstaw,

$$\alpha : \beta = \mathrm{B}b : ob.$$

W trójkącie prostokątnym boB

$$ob = \mathrm{B}b \sin\beta = \mathrm{B}b \sin\varphi,$$

kąt bowiém $b\mathrm{B}o = \mathrm{B}b\mathrm{B}' =$ wysokości bieguna $= \varphi$; według więc poprzedniéj proporcyi

$$\alpha : \beta = \mathrm{B}b : \mathrm{B}b \sin\varphi,$$

skąd

$$\beta = \alpha\,.\,\sin\varphi.$$

Tak np. dla szer. gieogr. Warszawy $\varphi = 52^0\,13'$, miéć będziemy w ciągu godziny

$$\beta = 15^0 \times \sin 52^0\,13'.$$

t. j. płaszczyzna wahań pozornie obraca się w Warszawie na godzinę przeszło o $11^0\,51'$.

57. Prądy powietrzne. Bez przypuszczenia obrotu ziemi wszystkie zmiany prądów atmosferycznych pozostałyby do dziś nierozwiązaną zagadką. Tworzenie się cyklonów i wiatrów stałych (pasatów) daje się objaśnić należycie tylko przy pomocy obrotu ziemi. Wskutek niejednostajnego rozgrzéwania się powietrza przez ciepło słoneczne, część jego cieplejsza uchodzi w górę, powietrze zaś zimniejsze, napływając z różnych stron, przynosi z sobą różną prędkość nabytą przez obrót ziemi; prędkość obrotowa napływających mas z wyższych szerokości gieograficznych, gdzie równoleżniki są mniejsze, jest mniejsza, i odwrotnie. Te różne prędkości, oraz inna jeszcze prędkość miejsca ogrzanego wytwarzają wypadkowe kierunki, inne zupełnie od kierunków pierwotnych tam, skąd wiatry płyną. Na przestrzeniach mniejszych tworzą się wskutek tego wiry (cyklony i antycyklony), na równiku zaś, gdzie z powodu silnego rozgrzania ma miejsce ciągła wymiana powietrza, powstają wiatry o stałym kierunku (pasaty). Prądy zimne, spod biegunów przypływające, przynoszą z sobą prędkość mniejszą od prędkości na równiku, a więc jakby spóźniają się względem tych miejscowości na równiku, zbaczają ku zachodowi od pierwotnego kierunku południków, po których płynąć miały wciągane ku równikowi na miejsce wskutek rozgrzania wznoszących się w górę warstw powietrza. To spóźnienie ku zachodowi robi wrażenie, jakby wiatr wiał od wschodu, co w połączeniu z kierunkiem pierwotnym północnym lub południowym po południku tworzy wiatr stały północno-wschodni z jednéj strony, a południowo-wschodni z drugiéj strony równika. Bez przypuszczenia obrotu ziemi tegoby wytłomaczyć się nie dało.

Wszystkie powyżéj przytoczone zjawiska służą nam dziś jako dowody obrotu ziemi około jéj osi; właściwie zaś mówiąc, fakty te, dawno znane, czekały na teoryją Kopernika, aby w niéj znaléść dla siebie wyjaśnienie należyte. Nieraz jeszcze przy badaniu ruchu gwiazd podobne dowody nam się nasuną.

ROZDZIAŁ III.

SŁOŃCE.

58. Ruch słońca po sklepieniu nieba. Słońce, jako najświetniejsza gwiazda, blaskiem swym tak przyćmiewa światło wszystkich innych gwiazd, że z ukazaniem się jego nad poziomem wszystkie one pozornie dla oka naszego znikają, pozbawiając nas możności rozpoznania bezpośredniego zmian położenia tarczy słonecznéj na tle kuli niebieskiéj. A jednak łatwo ruch słońca nawet powierzchownym spostrzeganiem (ale drogą pośrednią) rozpoznać się daje.

Na początku lata przypatrując się niebu, widzimy przed wschodem słońca wschodzący gwiazdozbiór Barana. Prawie w miesiąc późniéj, w podobnéj chwili już Baran znajduje się wyżéj, a gwiazdozbiór Byka wynurza się przed wschodzącym słońcem. Następnie znowu, po kilku tygodniach w tym samym czasie już oba wspomniane gwiazdozbiory stoją wysoko, a niżéj od nich są widzialne dwie gwiazdy Bliźniąt, Castor i Pollux, za którymi dopiéro idzie słońce. Wydaje się więc, jakby te gwiazdozbiory spoza słońca wynurzały się, dążąc ku zachodowi, albo jakby słońce po nich przesuwało się ku wschodowi. Prócz tego widzimy, że wschód słońca ma miejsce zimą w innym punkcie nieba, bliżéj południa, i stopniowo codzień przesuwa się ku północy, tak, iż latem słońce wschodzi w stronie północno-wschodniéj, co, jak wiemy, zależy od zmiany równoleżnika nieba, to jest od zboczenia; gwiazdy bowiém, mające zboczenie niezmienne, zawsze w jednym punkcie wschodzą i zachodzą. Ludowe nazwy tych punktów: letniego i zimowego wschodu, oraz letniego i zimowego zachodu, świadczą o łatwości tego spostrzeżenia.

Zjawiska te, corocznie powtarzające się, dowodzą, że słońce porusza się ciągle po pewnéj drodze, odbijającéj się na sklepieniu nieba w postaci zamkniętéj linii krzywéj. Do zbadania natury tego ruchu przedewszystkim użyjemy pomocy spółrzędnych równikowych środka słońca (us. 16), oznaczonych kołem południkowym co 10 dni w ciągu całego roku. Tablica następna zawiéra te spółrzędne, t. j. wzniesienia proste i zboczenia oznaczane w Warszawie w chwili górowania słońca na r. 1885:

Górowanie	α 1885	δ 1885
1 stycznia	18g 48m 57s,8	— 22° 58′ 34″,0
11 "	19 32 44 ,3	— 21 44 26 ,7
21 "	20 15 32 ,1	— 19 48 20 ,4
31 "	20 57 2 ,2	— 17 15 34 ,3
10 lutego	21 37 10 ,8	— 14 12 25 ,3
20 "	22 16 3 ,6	— 10 45 42 ,4
2 marca	22 53 49 ,9	— 7 2 28 ,0
12 "	23 30 47 ,3	— 3 9 15 ,7
22 "	0 7 18 ,8	+ 0 47 34 ,6
1 kwietnia	0 43 39 ,7	+ 4 41 46 ,7
11 "	1 20 12 ,4	+ 8 27 37 ,0
21 "	1 57 15 ,2	+ 11 59 26 ,3
1 maja	2 35 0 ,6	+ 15 11 32 ,2
11 "	3 13 40 ,1	+ 17 58 39 ,4
21 "	3 53 17 ,5	+ 20 15 47 ,1
31 "	4 33 46 ,3	+ 21 58 20 ,7
10 czerwca	5 14 56 ,6	+ 23 2 49 ,9
20 "	5 56 29 ,8	+ 23 26 56 ,6
30 "	6 38 0 ,6	+ 23 9 50 ,2
10 lipca	7 19 8 ,9	+ 22 12 17 ,3
20 "	7 59 35 ,1	+ 20 36 37 ,4
30 "	8 39 4 ,8	+ 18 26 24 ,4
9 sierpnia	9 17 35 ,4	+ 15 45 56 ,1
19 "	9 55 9 ,3	+ 12 40 12 ,5
29 "	10 31 54 ,0	+ 9 14 24 ,3
8 września	11 8 5 ,8	+ 5 33 48 ,6
18 "	11 44 1 ,4	+ 1 43 51 ,1
28 "	12 19 59 ,1	— 2 9 49 ,9
8 pazdziernika	12 56 21 ,4	— 6 1 41 ,8
18 "	13 33 27 ,3	— 9 45 40 ,6
28 "	14 11 33 ,7	— 13 15 21 ,3
7 listopada	14 50 57 ,1	— 16 24 16 ,0
17 "	15 31 44 ,0	— 19 5 36 ,1
27 "	16 13 52 ,2	— 21 12 44 ,3
7 grudnia	16 57 12 ,4	— 22 39 59 ,4
17 "	17 41 20 ,4	— 23 22 56 ,0
27 "	18 25 44 ,3	— 23 19 10 ,5
1 stycznia r. 1886	18 47 52 ,6	— 22 59 42 ,1

59. Globus. Do piérwszego przybliżonego oznaczenia kształtu drogi słońca na sklepieniu nieba może służyć tak zwany globus niebieski, przedstawiony na fig. 42-éj. W papiérowéj kuli, wyobrażającéj kulę niebieską, są dwa ostre czopy b i b', na których ona jest osadzona w mosiężnym kole $pp'p''$, przedstawiającym południk niebieski. Pierścień

drewniany NS wyobraża poziom, a w jego małych wykrojach *i* i *i'* południk *pp'*, opiérający się o słupek *r*, może być tak ustawiany, aby biegun *b* był wyżéj lub niżéj nad poziomem, łuk zaś *bi'*, odczytany na podziałach koła mosiężnego *pp'*, przedstawi wysokość bieguna miejscowości, co do któréj na globusie oryjentować się zamierzamy. Na końcu czopa *b* osadzona jest mała wskazówka, która jednocześnie z globusem obraca się około osi *bb'* i oznacza na małym kole KK' podziały, odpowiadające 24 godzinom ruchu dziennego. Globus taki jest podzielony zapomocą południków na 24 godziny, odpowiednio podziałowi nieba, ma na sobie oznaczone położenia główniejszych gwiazd i może służyć do uzmysłowienia niektórych praw kosmograficznych, związanych szczególniéj z ruchem dziennym, jak wschodu i zachodu gwiazd, różnych położeń sfery (us. 37—39) i t. d. *)

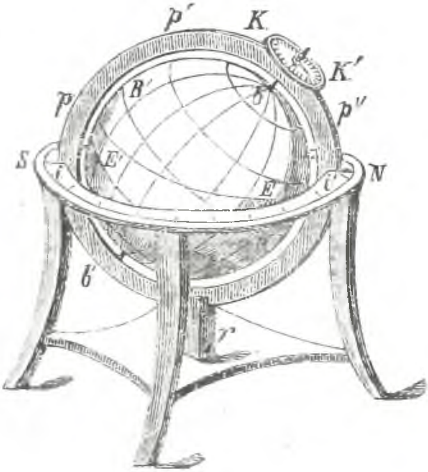


Fig. 42.

Oznaczając na takim globusie miejsca słońca w ciągu roku obserwowane z powyższéj tablicy, przekonywamy się, że droga jego jest kołem EE', przecinającym się z równikiem niebieskim RR' w dwu punktach, o 180⁰ od siebie odległych. Jest więc ona kołem wielkim nieba. Koło to wielkie nazywa się e k l i p t y k ą.

Na mapie nieba (Tab. II) ekliptyka przedstawia się jako linija krzywa powyginana; kształt ten pochodzi od rozwinięcia pasa równikowego nieba na płaszczyźnie papiéru. Dość bowiém tę mapę zwinąć w postać walca, stroną rysowaną nazewnątrz, aby w ten sposób przybliżenie się przekonać, że ekliptyka jest kołem na płaszczyźnie, przecinającéj się pod kątem ostrym z płaszczyzną równika.

60. Zodyjak. Pas nieba, po obu stronach téj pozornéj drogi słońca leżący, od najdawniejszych czasów zwano z o d y j a k i e m, albo

*) W celu uprzystępnienia objaśniania zjawisk, związanych z ruchem dziennym, obmyślono różne urządzenia globusów niebieskich. Pomysłowością w tym kierunku zaleca się przyrząd dra J. Żulińskiego we Lwowie (zob. jego artykuł *Nowy glob ziemski o samoruchomym poziomie i dwoistéj sferze* w *Pamiętniku* II zjazdu lekarzy i przyrodników polskich r. 1875).

pasem zwierzyńcowym, od nazwisk gwiazdozbiorów tu znajdujących się, a w znacznéj części noszących miana zwierząt. Pas ten rozdzielono na 12 części czyli znaków zodyjaku, po 30° każdy. Nazwy tych znaków od czasów starożytnych do dziś się utrzymują wraz z ich symbolami, a mianowicie:

	Baran	Byk	Bliźnięta	Rak	Lew	Panna
	♈	♉	♊	♋	♌	♍
Waga	Niedzwiadek	Strzelec	Koziorożec	Wodnik	Ryby	
♎	♏	♐	♑	♒	♓	

61. Ekliptyka. Dla poznania położenia ekliptyki względem innych kół znanych nam na kuli niebieskiéj, wyobraźmy sobie na fig. 43-éj kulę świata i ziemię T w jéj środku; BB' niech przedstawia oś świata, RR' równik niebieski, koło wielkie EE' ekliptykę, dla któréj punkty β i β', oddalone o 90°, są jéj biegunami. (Mówiąc tu o ekliptyce, pomijamy tymczasowo istotny kształt drogi słońca; ponieważ ona leży na płaszczyźnie, przechodzącéj przez środek ziemi, przeto, jakiegokolwiek jest kształtu, zawsze przecięcie się jéj płaszczyzny z kulą niebieską przedstawia się nam jako koło wielkie i to właśnie koło, a nie prawdziwą drogę słońca, zowiemy ekliptyką.) Na figurze 43-éj jest ono oznaczone znakami zodyjaku. Płaszczyzny ekliptyki i równika przecinają się według linii ♈♎. Dwa punkty, ♈ i ♎, zowią się punktami równonocnymi, ♈ punktem wiosennym, ♎ punktem jesiennym. Gdy słońce w tych punktach się znajduje, to jest ono jednocześnie na równiku i wówczas łuk dzienny słońca jest równy nocnemu. Porównywając figurę 43-cią z powyższą tablicą (us. 58) spółrzędnych słońca, wi-

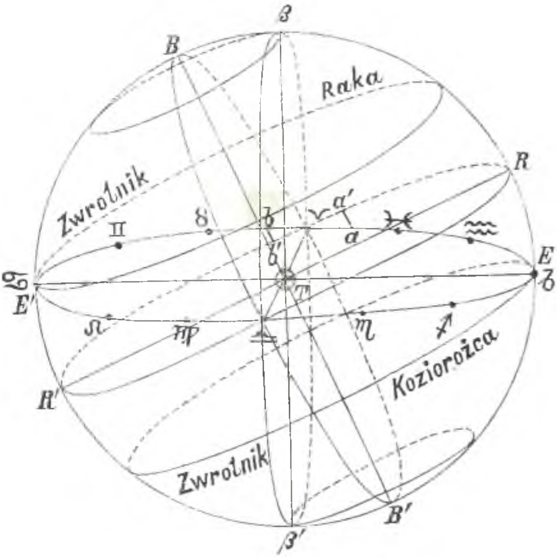


Fig. 43.

dzimy że ono, wychodząc z punktu wiosennego ♈ na równiku, gdzie bywa około 21 marca, wznosi się stopniowo codzień ponad równik i dochodzi do punktu E′, o 90° oddalonego od ♈, w znaku Raka ♋, gdzie zboczenie jego wciągu paru dni bardzo nieznacznie się zmienia, wynosząc około + 23° 27′. Punkt ten największego zboczenia nad równikiem zowiemy *punktem przesilenia dnia z nocą letniego*, albo punktem *letniego stanowiska słońca* (solstitium). Dalej zboczenie słońca zmniejsza się przy jego przechodzeniu przez znaki Lwa ♌, Panny ♍, aż do punktu ♎ w znaku Wagi, gdzie około 21 września znowu zboczenie słońca = 0. Jest to punkt równonocny jesienny (aequinoctium autumnale). Odtąd zboczenie z północnego staje się południowym, słońce schodzi pod równik i, przy coraz większym zboczeniu, dochodzi do znaku Koziorożca ♑, gdzie zboczenie jego jest największe, około — 23° 37′, i znowu przez parę dni prawie niezmienionym pozostaje. Punkt ten, w którym zmiana w zboczeniu jakby była wstrzymana, zowiemy *punktem przesilenia dnia z nocą zimowego*, albo punktem *zimowego stanowiska słońca*. Od tego punktu słońce, codzień powiększając wznoszenie proste, podnosi się coraz wyżéj ku równikowi, na którym znowu się znajduje około 21 marca w punkcie Barana ♈; ten punkt jest punktem równonocnym wiosennym (aequinoctium vernale).

Poniżéj (us. 87) znajdziemy objaśnienie, dlaczego znaki zodyjaku nieodpowiadają obecnie właściwym gwiazdozbiorom; tak np. słońce, które we wrześniu przypada w znaku Wagi ♎, znajduje się wtedy na niebie w gwiazdozbiorze Panny; na wiosnę zaś, gdy je liczymy w znaku Barana ♈, jest w gwiazdozbiorze Ryb, jak to na mapie (Tab. II) widzieć można.

Przypatrując się na fig. 43-éj biegowi całorocznemu słońca, widzimy, że ono przez pół roku jest nad równikiem, przez drugie zaś półrocze pod równikiem. Dochodzi ono w lecie największego zboczenia w punkcie stanowiska letniego w znaku Raka. Równoleżnik niebieski, przechodzący przez ten punkt stanowiska letniego, zakreślony przez ruch dzienny słońca, nazywa się *zwrotnikiem Raka*, od tego bowiém punktu słońce «zwracać się» zdaje, dążąc ku równikowi. Podobny równoleżnik, na którym przypada punkt stanowiska zimowego słońca, jest *zwrotnikiem Koziorożca*. Między tymi dwoma kołami niebieskimi jest zawarta cała droga pozorna słońca. Kąt, który tworzy płaszczyzna ekliptyki z płaszczyzną równika, zowie się *nachyleniem ekliptyki*, wynosi około 23° 27′ i mierzy jednocześnie, zboczenia punktów przesileń, RE, R′E′. Takiż kąt widocznie tworzą z sobą osi świata i ekliptyki, TB i Tβ, i o ten kąt są od siebie oddalone odpowiednie ich bieguny B i β, B′ i β′. Koła ruchu dziennego, przez punkty β i β′ przechodzące, zowią się *kołami biegunowymi*.

Nakoniec dwa koła wielkie, przechodzące przez oś ekliptyki i albo przez punkty przesileń, albo przez punkty równonocne, nazywają się «kolurami» (coluri), albo kołami wrębnymi: jedno kołem wrębnym stanowisk, E'BβE; drugie kołem wrębnym punktów równonocnych, ♈β♎β'. Płaszczyzny tych dwu kół są do siebie prostopadłe.

62. Spółrzędne ekliptyczne. Stałość drogi pozornéj słońca i określone jéj położenie względem równika dają nam możność użycia płaszczyzny ekliptyki jako płaszczyzny odniesienia, do któréj spółrzędne innych ciał niebieskich odnosić można. Spółrzędne w tym razie nazywają się szerokością i długością. Szerokość mierzy się na kole prostopadłym do płaszczyzny ekliptyki, przez jéj oś przechodzącym, i bywa północna lub południowa, liczona od płaszczyzny ekliptyki. Długość zaś będzie kątem między płaszczyzną wrębną, przez punkt Barana ♈ przechodzącą, i płaszczyzną szerokości, na któréj ciało niebieskie się znajduje; długość liczy się od punktu wiosennego (podobnie jak wznoszenie proste) ku wschodowi na ekliptyce, t. j. w kierunku ruchu prostego, od 0° do 360°. Ponieważ układ ekliptyczny jest nachylony względem układu równikowego pod kątem około 23° 37', przeto spółrzędnych ekliptycznych nie możemy mierzyć bezpośrednio narzędziami południkowymi, których budowa, jak wiemy, jest oparta na układzie równikowym. Z tego powodu szerokość i długość, odniesione do ekliptyki, muszą być obrachowane ze spostrzeganych spółrzędnych równikowych.

63. Zmiana spółrzędnych równikowych na ekliptyczne. Gdy koło RR' (fig. 44) jest równikiem, a jego biegunami są punkty B i B', to spółrzędnymi gwiazdy G są: wznoszenie proste $= \Upsilon W = \alpha$ i zboczenie północne $= WG = \delta$. Téjże gwiazdy spółrzędnymi ekliptycznymi są: szerokość na kole szerokości βGβ', liczona od ekliptyki EE', t. j. $DG = b$, oraz długość na ekliptyce EE' od punktu ♈ do punktu D przecięcia się jéj z kołem szerokości, t. j. $\Upsilon D = l$. Z dwu danych α i δ, oraz wiadomego pochylenia ekliptyki $ETR = BT\beta = \omega$.

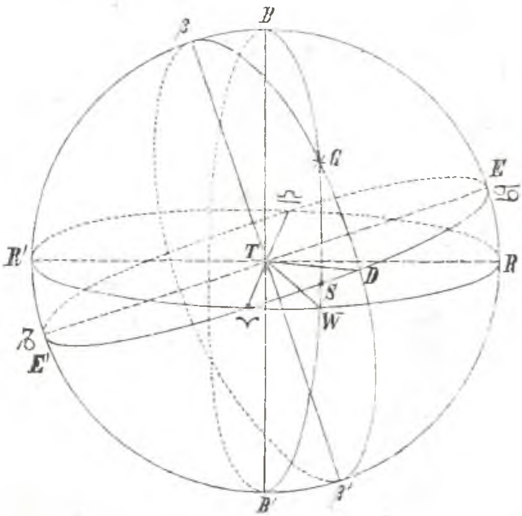


Fig. 44.

należy obliczyć l i b. W trójkącie BGβ mamy wiadome: $BG = 90^0 - \delta$ $B\beta = \omega$, kąt $\beta BG = R'T\gamma + \gamma TW = 90^0 + \alpha$; należy wyznaczyć: $BG = 90^0 - b$ i kąt $B\beta G = ETD = 90^0 - l$; mamy więc:

$$\cos \beta G = \cos B\beta \cos BG + \sin B\beta \sin BG \cos \beta BG,$$
$$\cot BG \sin B\beta = \cos B\beta \cos \beta BG + \sin \beta BG \cot B\beta G,$$

albo

$$\cos(90^0 - b) = \cos\omega \cos(90^0 - \delta) + \sin\omega \sin(90^0 - \delta)\cos(90^0 + \alpha),$$
$$\cot(90^0 - \delta)\sin\omega = \cos\omega\cos(90^0 + \alpha) + \sin(90^0 + \alpha)\cot(90^0 - l),$$

t. j.
$$\sin b = \cos\omega \sin\delta - \sin\omega \cos\delta \sin\alpha,$$
$$\mathrm{tg}\,\delta \sin\omega = -\cos\omega\sin\alpha + \cos\alpha\,\mathrm{tg}\,l.$$

Zapomocą tych dwu równań można położenie każdej gwiazdy, wyrażone we spółrzędnych równikowych, odnieść do ekliptyki. — Dla słońca, którego szerokość $= 0^0\,0'\,0''$, gdyż ono znajduje się na ekliptyce, możemy uprościć wzór na wyznaczenie długości. Gdy S (fig. 44) przedstawia położenie słońca, SW jego zboczenie $= \delta$, a γW wznoszenie proste $= \alpha$, to γS jest długością słońca, którą zwykle oznaczają przez $\odot$; wówczas w trójkącie prostokątnym γSW mamy

$$\cos \gamma S = \cos \gamma W \cos SW,$$

t. j.
$$\cos \odot = \cos\alpha \cos\delta.$$

64. Położenie ekliptyki. W celu stałego określenia położenia ekliptyki na kuli niebieskiéj, należy wyznaczyć jéj nachylenie względem równika i punkt równonocny wiosenny.

Nachylenie ekliptyki. Nachylenie płaszczyzny równika RR' (fig. 44) względem płaszczyzny ekliptyki EE' mierzy się kątem ETR' który jest zboczeniem słońca w chwilach przesilenia dnia z nocą i, jak wszystkie zboczenia, mierzy się na kole południkowym. Chociaż chwila przesilenia niekoniecznie podczas górowania słońca przypada, to jednak, z uwagi, że podczas stanowisk słońca zboczenie jego, jak już mówiliśmy, bardzo mało z dnia na dzień się zmienia (zaledwie o kilkanaście sekund), możemy przynajmniéj w przybliżeniu przyjąć największe obserwowane zboczenie jako pochyłość ekliptyki; tak np. w roku 1885 największe zboczenie słońca w południe 21 czerwca wynosiło: $+23^0\,27'\,5''$, co jako przybliżoną wartość pochyłości ekliptyki przyjąć można. Wartość ta zresztą w ciągu wieków ulega nieznacznym zmianom i dlatego często musi być oznaczana.

65. Punkt wiosenny. Punkt równonocny wiosenny, jako spólny początek tak wznoszeń prostych na równiku, jak i długości na ekliptyce, jest jednym z najważniejszych punktów oryjentacyjnych na niebie i z tego powodu niezbędne jest zrozumienie dokładne jego położenia.

Oznaczenie chwili, w któréj słońce przez ten punkt przechodzi, polega na porównaniu z sobą dwu położeń słońca, z których jedno jest ostatnim górowaniem poniżéj równika, drugie zaś piérwszym górowaniem ponad równikiem. Tak np. w roku 1885 zboczenie słońca w południe:

$$19 \text{ marca } -0^\circ\, 23'\, 28'',5;$$
$$20 \text{ zaś marca } +0^\circ\, 0'\, 13'',5;$$

między więc tymi dwiema chwilami przypada przejście słońca przez równik. Z drugiéj strony, w tychże dwu dniach obserwowano przejście gwiazdy α Lutni i przekonano się, że słońce przeszło przez południk po przejściu gwiazdy

19 marca w 5 godz. 23 m. 20,5 sek.,
20 marca dopiéro w 5 godz. 26 m. 59,1 sek.,

t. j. wznoszenie proste słońca powiększyło się w czasie między dwoma górowaniami o 3 m. 38,5 sek., a czas między tymiż górowaniami wyniósł 24 g. 3 m. 38,5 sek. czasu gwiazdowego. W tym więc przeciągu czasu zboczenie słońca zmieniło się o 23′ 42″,0. Przyjąwszy dla tak krótkiego czasu jednostajność w zwiększaniu się zboczenia, potrzebujemy obliczyć, ile czasu upłynęło, aby od południa 19 marca zboczenie od — 0° 23′ 28″,5 doszło do zera. Z proporcyi

$$23'\, 42'',0 : 23'\, 28'',5 = 24 \text{ g. } 3 \text{ m. } 38,5 \text{ s.} : x$$

wypada $$x = 23 \text{ g. } 49 \text{ m. } 56,1 \text{ sek.}$$

Przejście więc słońca przez punkt wiosenny, czyli chwila porównania dnia z nocą, wypada nazajutrz, t. j. 20 marca, o 11 g. 49 m. 56,1 s. przed południem.

Aby oznaczyć miejsce na równiku, w którym to przejście nastąpiło, zauważymy, że powiększenie wznoszenia prostego słońca o powyższe 3 m. 38,5 s. nastąpiło między dwoma górowaniami, t. j. w ciągu 24 g. 3 m. 38,5 s.; w ciągu więc 23 g. 49 m. 56,1 s., oddzielających punkt wiosenny od południa 19 marca obliczymy jak i poprzednio, część równika z proporcyi:

$$24 \text{ g. } 3 \text{ m. } 38,5 \text{ s.} : 0 \text{ g. } 3 \text{ m. } 38,5 \text{ s.} = 23 \text{ g. } 49 \text{ m. } 56,1 \text{ s.} : x;$$
$$x = 3 \text{ m. } 36,4 \text{ s.}$$

Słońce więc w chwili górowania 19 marca było od punktu równonocnego jeszcze oddalone o 3 m. 36,4 s. łuku równika w czasie, czyli wznoszenie jego proste w téj chwili było 24 g. — 3 m. 36,4 s., t. j. 23 g. 56 m. 23,6 s. Ponieważ przytym obserwowano, że α Lutni przechodziła wcześniéj o 5 g. 23 m. 20,5 s., przeto jéj wznoszenie proste musiało być = (23 g. 56 m. 23,6 s.) — (5 g. 23 m. 20,5 s.) = 18 g. 33 m. 3,1 s.

Punkt więc wiosenny ♈, choć nieoznaczony na niebie żadną gwiazdą, był w dniu 19 marca roku 1885 zupełnie pod względem położenia

określony, skoro wiemy, że od koła godzinnego gwiazdy stałéj α Lyrae był odległy o 18 g. 33 m. 3,1 s. na równiku.

66. Ogólne cechy ruchu słońca. Mając ustalone położenie drogi pozornéj słońca zapomocą jéj pochylenia względem równika i punktów przecięcia się jéj z płaszczyzną równika, możemy przystąpić do bliższego zbadania postaci téj drogi. [W tym celu zamienimy spółrzędne równikowe położeń słońca co 10 dni na długości od punktu równonocnego rachowane na ekliptyce zapomocą wzoru (us. 63):

$$\cos \odot = \cos \alpha \cos \delta.]$$

Następująca tablica zawiéra długości słońca o godzinie 12-éj w południe w Warszawie co 10 dni (l), wraz z ich 10-dniowymi różnicami (P) i kątami odpowiednimi, pod jakimi promień słońca był widziany (R) w r. 1885:

Dzień	l	P	R
r. 1885 1 stycznia	281° 15′,5	10° 11′,4	977″,6
11 „	291 26,9	10 11,0	977 ,3
21 „	301 37,9	10 9,5	976 ,5
31 „	311 47,4	10 7,7	975 ,3
10 lutego	321 55,1	10 5,5	973 ,6
20 „	332 0,6	10 2,6	971 ,6
2 marca	342 3,2	9 59,6	969 ,3
12 „	352 2,8	9 56,6	966 ,7
22 „	1 59,4	9 52,8	964 ,0
1 kwietnia	11 52,2	9 49,5	961 ,3
11 „	21 41,7	9 46,5	958 ,5
21 „	31 28,2	9 42,9	955 ,9
1 maja	41 11,1	9 40,3	953 ,5
11 „	50 51,4	9 37,9	951 ,2
21 „	60 29,3	9 35,4	949 ,2
31 „	70 4,7	9 34,0	947 ,7
10 czerwca	79 38,7	9 32,8	946 ,5
20 „	89 11,5	9 32,0	945 ,7
30 „	98 43,5	9 32,0	945 ,4
10 lipca	108 15,5	9 32,6	945 ,5
20 „	117 48,1	9 33,2	946 ,0
30 „	127 21,3	9 34,9	947 ,1
9 sierpnia	136 56,2	9 36,9	948 ,4
19 „	146 33,1	9 38,8	950 ,2
29 „	156 11,9		952 ,3

Dzień	l	P	R
8 września	165° 53′,8	9° 41′,9	954′,6
18 „	175 38,8	9 45,0	957,2
28 „	185 26,7	9 47,9	959,9
8 paździer.	195 18,2	9 51,5	962,6
18 „	205 13,2	9 55,0	965,3
28 „	215 11,2	9 58,0	968,1
7 listopada	225 12,7	10 1,5	970,5
17 „	235 16,9	10 4,2	972,7
27 „	245 23,5	10 6,6	974,6
7 grudnia	255 32,4	10 8,9	976,0
17 „	265 42,9	10 10,5	977,0
27 „	275 53,9	10 11,0	977,6
1886 r. 1 stycznia	280 59,7	—	—

Przypatrując się uważnie téj tablicy, spostrzegamy, że ruch słońca po ekliptyce nie jest przez cały rok jednostajny. Tak np. różnica między długością słońca 1 stycznia i 11 stycznia jest 10° 11′,4. Ta różnica jestto droga w łuku, którą słońce przez 10 dni odbyło, i nazywa się **prędkością kątową** oznaczonego 10-dniowego czasu. Porównywając tę prędkość kątową piérwszych dni stycznia z innymi, widzimy ciągłe zmniejszanie się jéj aż do końca czerwca, w którymto czasie wynosi ona tylko 9° 32′,0; potym wzrasta znowu aż do końca roku. Albo więc ekliptyka jest tylko rzutem na niebie drogi słońca, będącéj inną liniją krzywą niż koło, albotéż, jeżeliby ona była kołem, ziemia nie znajduje się w jéj środku. Takie przypuszczenie zrobione było przez Hipparcha, jednego z astronomów starożytnego świata, którzy wogóle, uważając koło za najdokładniejszą i najregularniejszą liniją krzywą, przyjmowali je za podstawowy kształt we wszechświecie. Hipparch przypuszczał, że słońce postępuje jednostajnie po kole EE′ (fig. 45), którego środkiem jest punkt S, ziemia zaś stoi w punk-

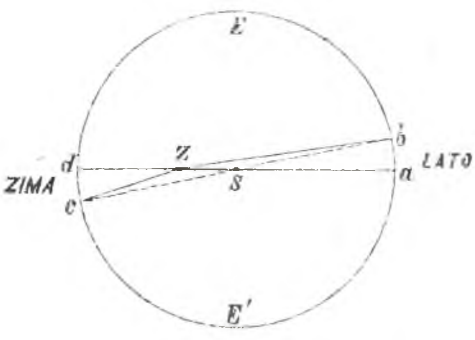


Fig. 45.

cie Z. Jednakowe więc łuki drogi słońca ab, cd, t. j. prędkości prawdziwe równe, widziane z ziemi Z przedstawią się pod różnymi kątami aZb i dZc jako prędkości kątowe; nazwijmy je P i P'. Stosunek, w jakim one się zmieniają, wynika z powyższéj tablicy. Weźmy dla przykładu z téj tablicy w lecie i w zimie prędkości:

$$P = 9^0\,32',0 \text{ i } P' = 10^0\,11',4.$$

Ponieważ z powodu wielkiego oddalenia słońca można bez błędu przyjąć, iż te łuki są odwrotnie proporcyjonalne względem odległości dZ, Za, które oznaczymy przez O, O', przeto wypadałoby:

(1) $$P : P' = O' : O$$

t. j.

$$9^0\,32',0 : 10^0\,11',4 = 572'',0 : 611'',4 = Zd : Za.$$

Z tego Hipparch wnioskował, jak to łatwo obliczyć, że ziemia jest oddalona od środka drogi słonecznéj o $\frac{1}{30}$ połowy średnicy ad.

Przypuszczenie to jednostajnego biegu słońca musi upaść, jeżeli do spostrzeżeń prędkości kątowéj dołączymy miary pozornéj średnicy słońca, t. j. kąta, pod jakim tę średnicę widzimy z ziemi w różnych porach, co Hipparchowi nie było dokładnie znane.

Średnica pozorna słońca mierzy się odpowiednio dokładnym kątomiarem, jak każdy kąt na sklepieniu nieba, przyczym średnicę słońca ab (fig. 46) można, z powodu wielkiéj odległości, przyjąć jako równą długo-



Fig. 46.

ści łuku, zakreślonego promieniem Za, równym odległości $= O$. Kąt, pod którym widzimy promień słońca as, t. j. kąt aOs, nazwijmy R. Ponieważ długość okręgu koła o promieniu $Zs = O$ jest $2\pi O$, to długość jego łuku as jest $2\pi O \cdot \frac{R}{360^0} = \frac{\pi OR}{180^0}$. Przy odległości innéj $Z's = O'$ tenże promień as widziany pod kątem $aZ's = R'$ wyrazimy jako $\frac{\pi O'R'}{180^0}$. Te dwa wyrażenia przedstawiają tę samę długość, a więc

$$\frac{\pi OR}{180^0} = \frac{\pi O'R'}{180^0}, \quad \text{t. j. } OR = O'R',$$

skąd

(2) $$O : O' = R' : R.$$

Promienie przeto pozorne słońca (a więc i średnice) są odwrotnie proporcyjonalne względem jego odległości od ziemi. W tablicy powyższéj pomieszczone są pozorne promienie słońca mierzone co 10 dni w sekundach łuku. Z porównania ich odrazu spostrzéc można, że *odległość słońca od ziemi codziennie się zmienia.* Około 1 stycznia jest najmniejsza, gdyż R jest największe; odpowiednio około 1 lipca jest największa przy najmniejszym R.

Porównywając promienie pozorne słońca (lub średnice) z odpowiednimi prędkościami kątowymi, przekonywamy się, że i jedne i drugie jednocześnie zwiększają się lub zmniejszają; nie są jednak one względem siebie proporcyjonalne. Zależność, jaka tu zachodzi, jest taka: prędkości kątowe P, P′ są proporcyjonalne względem kwadratów średnic pozornych, t. j.

$$P : P' = R^2 : R'^2. \tag{3}$$

W celu sprawdzenia tego związku, weźmy z tablicy powyższéj krańcowe zmiany w lipcu i w grudniu; jakoż, miéć będziemy:

$$\frac{P}{P'} = \frac{10^0\,11',4}{9^0\,32',0} = \frac{611',4}{572',0} = 1,069$$

$$\frac{R^2}{R'^2} = \frac{(977'',6)^2}{(945,4)^2} = \frac{955701,7}{893781,1} = 1,069.$$

Z proporcyj (2) i (3) wynika, iż $P : P' = O'^2 : O^2$, czyli

$$PO^2 = P'O'^2, \tag{4}$$

t. j. w każdym punkcie drogi słońca istnieje stały związek, wyrażony wzorem (4), między jego prędkością kątową i prawdziwą odległością. Wymiary więc pozornego promienia słońca nie pozwalają przypuszczać jednostajności w ruchu słońca, jak to starożytni przyjmowali, przypuszczając istnienie proporcyi (1). Przeciwnie: *prędkość prawdziwa słońca zmienia się codziennie,* wzrastając od lata do zimy, a zmniejszając się od zimy do lata.

67. Zasada zachowania pól. Do bliższego określenia téj zmienności wystarczają nam powyższe dane. Przypuśćmy w dwu miejscach drogi słońca dwie małe jéj cząstki dc i ba (fig. 47) nierówne, ale przebieżone w jednakowym a krótkim czasie; będą to prędkości kątowe P, P′; długość prawdziwa tych cząstek, które bez błędu można przyjąć za łuki, zakreślone promieniami odpowiednio $Zd = O$ i $Za = O'$, jest $dc = \frac{\pi OP}{180}$ i $ab = \frac{\pi O'P'}{180}$, wycinki zaś dZc (I) i aZb (II), które, na téjże zasadzie,

za wycinki kół przyjąć można, będą miały pola odpowiednio $dc\frac{O}{2}$ i $ab\frac{O'}{2}$. A więc pola I i II są:

$$I = \frac{\pi OP}{180^0} \times \frac{O}{2},$$

$$II = \frac{\pi O'P'}{180} \times \frac{O'}{2},$$

czyli

$$I = \frac{\pi}{360} . PO^2,$$

$$II = \frac{\pi}{360} P'O'^2.$$

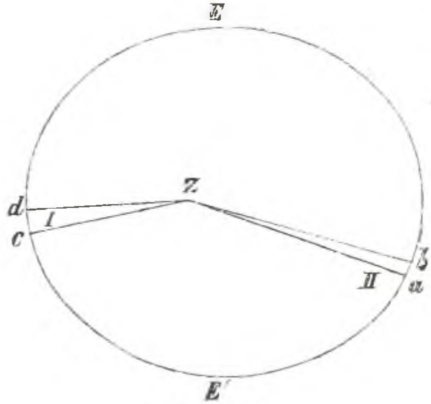


Fig. 47.

Ze związku (4) wiemy, że $PO^2 = P'O'^2$; przeto pola wycinków, wrazie równości czasów, którym odpowiadają prędkości kątowe P i P', są równe. Jeżeli długość odcinka linii prostéj od punktu ziemi Z do jakiegokolwiek punktu drogi słońca, przedstawiającego, jak wiemy, zmieniającą się ciągle odległość słońca (Z*a*, Z*b*, Z*c*, Z*d*), nazwiemy promieniem wodzącym (radius vector), wtedy to prawo ruchu słońca, zwane zasadą zachowania pól, możemy tak wyrazić:

Pola wycinków, zakréślonych przez promień wodzący w równych czasach, są równe.

Albo ogólniéj:

Pola wycinków, zakréślane promieniem wodzącym, są proporcyjonalne względem czasów, na ich zakréślenie potrzebnych.

Prawo to, wyprowadzone przez Keppler'a, jak później zobaczymy, stosuje się do dróg wszystkich innych ciał niebieskich. —

Tym sposobem spostrzeżenia roczne spółrzędnych słońca i jego pozornego promienia doprowadziły nas do następnych stanowczych wniosków:

1) Odległość słońca od ziemi zmienia się peryjodycznie w ciągu roku odwrotnie proporcyjonalnie względem pozornego jego promienia.

2) Prędkość słońca na jego drodze również ciągle się zmienia odwrotnie proporcyjonalnie względem kwadratu z odległości.

3) Promień wodzący słońca zakréśla pola proporcyjonalne względem czasu.

68. Kształt drogi słońca. Należy nam jeszcze zająć się wyznaczeniem kształtu téj drogi słońca, która, jak już wiemy, nie może być ko-

łem, gdyż ekliptyka, jako koło (us. 61), jest tylko jéj rzutem. W przybliżeniu można to graficznym sposobem wykonać, kierując się piérwszym z trzech tylkoco wymienionych wniosków z rozważania spółrzędnych rocznych słońca. Na kole ABCD (fig. 48), przedstawiającym rzut drogi słońca, odetnijmy od punktu A łuki Aa, ab, bc, i t. d., równe prędkościom kątowym (wziętym z tablicy długości słońca), zacząwszy od 22 marca, tak jakbyśmy je z ziemi na ekliptyce widzieli. Na linii oA odcinek odwrotny oA$' =$ O przyjmijmy za odległość słońca 22 marca. Gdy słońce przejdzie 1-go kwietnia do a, odległość jego wówczas, O$'$, zadość czyni proporcyi

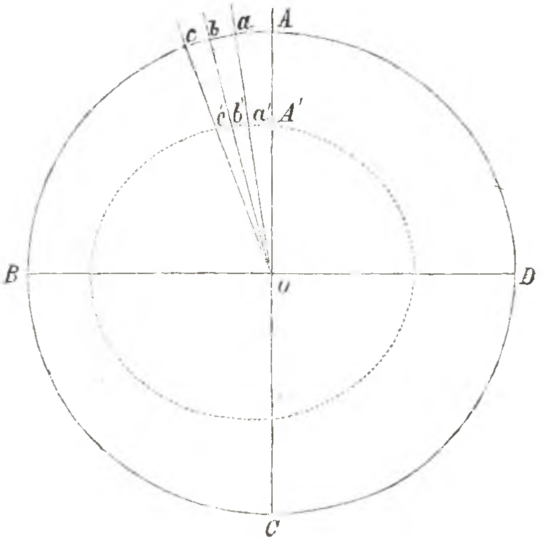


Fig. 48.

$$O : O' = R' : R.$$

Przyjmując więc odległość oA$'$ za jedność, obliczymy długość $oa' = O'$ 1-ego kwietnia z powyższéj (us. 66) tablicy:

$$oA' : oa' = 961'',3 : 964'',0; \quad oa' = \frac{964.0}{961,3} = 1,003$$

i odetniemy ją od o do a'. Postępując tak daléj dla każdego następnego punktu i łącząc z sobą punkty a', b', c' i t. d., otrzymamy liniją krzywą zamkniętą, zbliżoną do elipsy, a rachunek ścisły potwierdza, że ona w rzeczywistości jest elipsą, w któréj jednym ognisku o stoi ziemia. Na figurze 48-éj elipsa dla uwydatnienia jest więcéj spłaszczona, aniżeli to istotnie ma miejsce.

O prawdziwym kształcie elipsy, przedstawiającéj drogę słońca, możemy sobie wytworzyć pojęcie, obliczywszy stosunek krańcowych promieni pozornych, który jest zarazem odwrotnym stosunkiem krańcowych odległości. Promienie te są:

1 lipca $R = 945'',4$
1 stycznia $R' = 977'',6$;

odległości więc słońca od ziemi zimą SZ (fig. 49) i latem S'Z są w stosunku

$$945,4 : 977,6;$$

w tym razie oś wielką elipsy drogi słońca, zwaną liniją absydów (albo: apsydów), mamy podzieloną na $945,4 + 977,6 = 1923,0$ równych części; wówczas tak zwany mimośród téj elipsy, t. j. liczba $\frac{ZO}{OS}$, jest około $\frac{1}{60}$, stosunek zaś osi wielkiéj do osi małéj jest $1 : 0,9998$.

Widzimy, że eliptyczna droga słońca niewiele się różni od koła. Punkt S (fig. 49) téj drogi zowiemy punktem przyziemnym (perigeum), punkt zaś S' punktem odziemnym (apogeum). Oś wielka SS', t. j. linija absydów, nie schodzi się razem z liniją, łączącą punkty letniego i zimowego przesilenia. Gdy bowiem według tablicy powyższéj perigeum przypada 1 stycznia, przesilenie zimowe przypada w r. 1885 21 grudnia w znaku ♑; długości słońca w tych dwu dniach były w południe: 21 grud. 269° 47',3

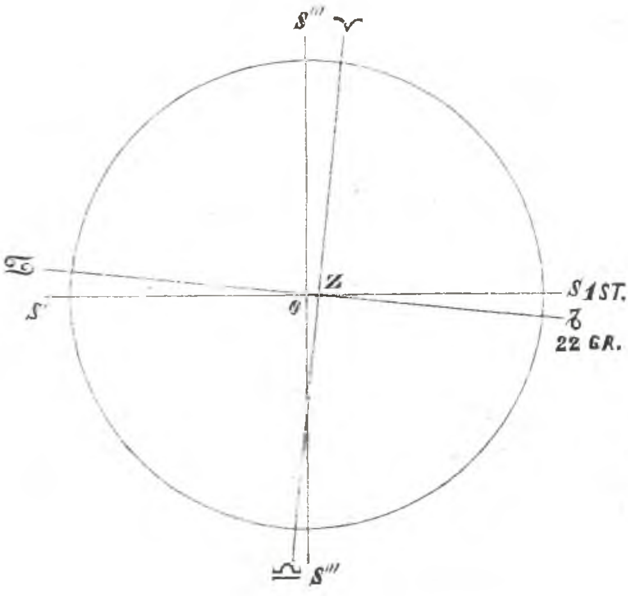


Fig. 49.

(jak to łatwo przy pomocy tablicy w us. 66 obliczyć), 1 stycznia r. 1886 280° 59',7. Pomijając więc ułamki obu dni, o które perigeum i przesilenie są oddalone od południa, jako chwili mierzenia długości, widzimy, że kąt ♑ZS, jaki linija absydów czyni z liniją, łączącą punkty przesilenia ♑ i ♋, wynosił w r. 1885 około 11°.

Linija ♈♎, łącząca punkty równonocne, w których słońce przechodzi równik, dzieli drogę słońca na dwie części nierówne, choć ekliptykę, rzut téjże drogi, dzieli na połowy. W połowie letniéj ♈♋♎

słońce, idąc wolniéj, przebiega 180° w ciągu 185 dni od 20 marca do 21 grudnia; znajduje się więc dłużéj nad równikiem o 5 dni, aniżeli pod równikiem, którąto drogę ♎♑♈ przebywa w ciągu prawie 180 dni. Mniejsza prędkość kątowa podczas lata, jak widzieliśmy w tablicy długości, i dłuższa część elipsy w téj stronie, wyjaśniają nam tę nierówność.

69. Ruch ziemi około słońca. Rozważając prawa ruchu słońca, dotychczas, dla jasności w przedstawieniu, nie dotykaliśmy pytania, czy ten ruch jest rzeczywisty. Za taki go uważano w starożytności i późniéj, aż do końca wieku XV. Dopiéro Mikołaj Kopernik, wychowaniec Akademii Krakowskiéj, lekarz, ksiądz i astronom, gienijalnością swego umysłu po wielu latach ścisłych badań całe to pojęcie obalił, stawiając natomiast swój układ świata, w którym ziemię uznał za jednę z planet, dokoła obiegających nieruchomo stojące słońce. Układ świata Kopernika, wyłożony w jego dziele «*De revolutionibus orbium coelestium*», wyróżnił się od wszystkich dawniejszych przypuszczeń przez to, że przeszedł poza granicę hypotez, a w swych zasadach przedstawił się jako prawda niezbita. Szczegóły tylko tego układu potrzebowały poprawy, co jednak w naturalnéj kolei postępu nauk bynajmniéj jego olbrzymiéj zasługi nie umniejsza. Brak przyrządów, jakimi dzisiejsza nauka rozporządza, i zakorzeniałość dawnych pojęć, z którą walka zawsze jest trudna, tymwięcéj każą podziwiać ten potężny umysł, który silnym i odważnym przeświadczeniem o prawdzie skrócił o setki lat czas, potrzebny do tego rozwoju astronomii, w jakim się ona dziś znajduje. —

Należy nam tylko okazać, że wszystkie wyprowadzone prawa ruchu słońca całkiem się nie zmienią, jeżeli przypuścimy, tak jak jest w rzeczywistości, iż słońce stoi w jednym z ognisk elipsy, którą ziemia w ciągu roku ruchem prostym od zachodu na wschód obiega. Wyrażanie się więc: «ruch słońca», tylko jako przyjęty sposób mówienia uważać wypada.

Wyobraźmy sobie koło (fig. 50), t. j. ekliptykę na sklepieniu nieba w takiéj odległości, jakiéj rozmiar rysunku oddać nie może, ze znakami zodyjaku ♈, ♉ i t. d., i przypuśćmy, że w chwili przesilenia zimowego z ziemi Z widzimy słońce S odbijające się na kuli niebieskiéj w znaku ♑.

Wiemy, że po upływie miesiąca wchodzi ono w znak ♒. Rzeczywiście, w tym znaku i pod tym samym kątem względem ♑ zobaczymy je z ziemi:

tak wtedy, kiedy przyjmiemy, że słońce przebyło po elipsie SS'S'' drogę SS',

jak i wtedy, kiedy przyjmiemy, że ziemia z tą samą prędkością przebyła drogę ZZ' po elipsie ZZ'Z''.

Na zasadzie bowiém względnéj równoległości promieni (us. 7), idących od gwiazd stałych, kąt $t'Zm$ jest równy kątowi $tZ't''$. —

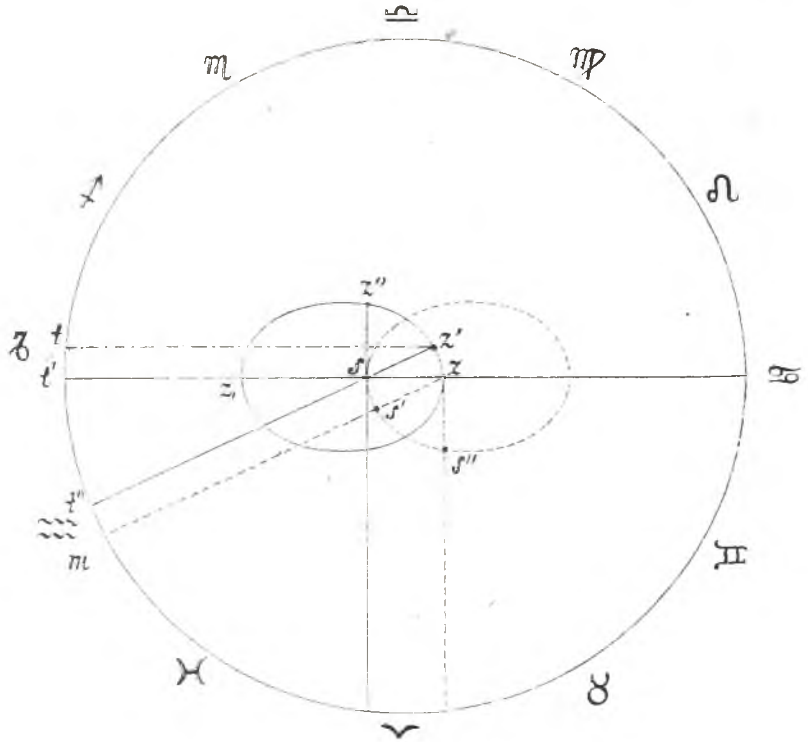


Fig. 50.

Gdy następnie słońce wejdzie w znak Barana ♈, również w tymże samym punkcie nieba zobaczymy słońce, patrząc z nieruchoméj ziemi na S'', albo z ziemi Z'' patrząc na nieruchome słońce S.

Słowem, z ziemi, obiegającéj po elipsie ZZ'Z'', w każdym punkcie jéj obwodu będziemy widzieli słońce taksamo przechodzące kolejno przez właściwe znaki zodyjaku i z tą samą prędkością kątową, jakgdybyśmy z nieruchoméj ziemi spoglądali na słońce, obiegające po elipsie SS'S''. Każdy bowiém kąt SZS' jest równy kątowi odpowiedniemu ZSZ'; zatym, z powodu położenia tych równych elips względem siebie, każde dwa odpowiednie promienie wodzące ZS' i SZ' są sobie równe; a więc średnica pozorna słońca zmienia swą wielkość jednakowo przy obu powyższych przypuszczeniach.

Odtąd więc elipsę ZZ'Z'' przyjmować będziemy jako istotną drogę ziemi, czyli jako jéj **orbitę**. Prawa ruchu ziemi po niéj są też same, co wyprowadzone dla drogi pozornéj słońca, będącéj rzutem słońca na sklepienie niebieskie z różnych stanowisk ziemi na jéj orbicie. Punkt Z, w którym ziemia najbliżéj słońca się znajduje, nazywamy **punktem przysłonecznym** (perihelium), punkt zaś Z_1 największego jéj oddalenia **punktem odsłonecznym** (aphelium).

70. Zjawiska wywołane przez ruch ziemi około słońca. Poznaliśmy dotychczas dwojaki ruch ziemi, jeden obrotowy, odbywający się w ciągu 24 godzin gwiazdowych około jéj własnéj osi, drugi **postępowy** dokoła słońca, odbywany w ciągu roku po elipsie, leżącéj na płaszczyźnie ekliptyki.

Ruch obrotowy ziemi, jak widzieliśmy, wywołuje złudzenie ruchu dziennego gwiazd i określa położenie wyobrażalnéj osi świata, która właściwie jest przedłużeniem osi ziemi. Ponieważ w ciągu całego roku widzimy niezmienione położenie osi świata i jéj biegunów, mimo ruchu postępowego ziemi, przeto z tego wnosimy, że oś ziemi zachowuje ciągle kierunek stały, t. j. położenia jéj przy ruchu postępowym są do siebie równoległe.

Jeżeli na fig. 51-éj wyobrazimy sobie widok perspektywiczny orbity ziemskiéj ♈♋♎♑, a w ognisku jéj S słońce, to kierunki BB, B'B', B''B''

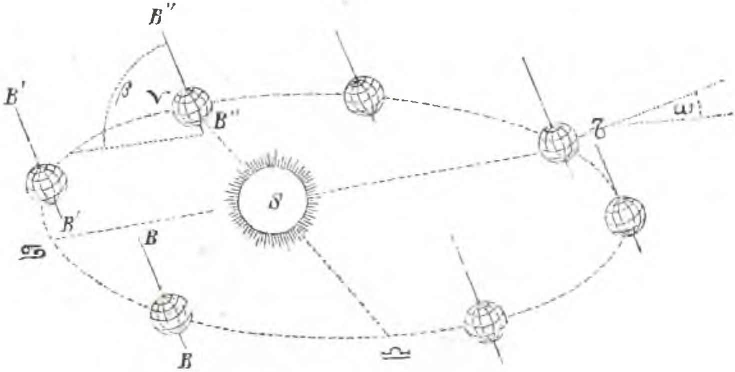


Fig. 51.

i t. d., do siebie równoległe, przedstawią położenia osi ziemskiéj nachylonéj do ekliptyki pod kątem $\beta = 66^0\,33'$, będącym dopełnieniem pochylenia ekliptyki do równika (us. 61) $\omega = 23^0\,27'$. Z powodu wielkiéj odległości gwiazd stałych i równoległości promieni, od nich idących, wszystkie kie-

runki osi BB, B'B' i t. d. w różnych punktach drogi ziemi zawsze wskazują na jeden punkt nieba. Dlategoteż biegun niebieski, mimo zmian położeń ziemi na jéj rocznéj drodze, zawsze przypada w tym samym punkcie.

71. Efemerydy. Tu należy zwrócić uwagę, że w objaśnieniu zjawisk wszechświata wszelkie wyrażenia «niezmienności» mają znaczenie względne i służą do przyswojenia sobie pojęć ogólniejszych, zanim na ich tle zmiany mniejsze zostaną objaśnione. Oś ziemska, bezwzględnie biorąc, nie pozostaje w ciągu roku ściśle w tymże samym kierunku; podlega ona pewnym wahaniom, które, dopiéro po zrozumieniu jéj położenia wogóle, objaśnione być mogą. Niéma we wszechświecie ani jednego zjawiska stałego, ani jednego ruchu pozornie peryjodycznego, któryby nieograniczenie mógł się niezmiennie powtarzać. Orbita ziemi, któréj położenie jest do pewnego stopnia stałe względem słońca, zmienia miejsce względem gwiazd stałych; słońce, względem ziemi nieruchome, postępuje w przestrzeni ogólnéj. Położenia gwiazd stałych zmieniają się corocznie, tak z powodu prawdziwego ich ruchu własnego, jak i z powodu zmian w położeniu ziemi, wpływających na ich widok pozorny. Ciągły ruch jest właściwością wszechświata: pojęcie spoczynku i stałości jest w nim tylko względne, albotéż wynikające z krótkiego stosunkowo życia człowieka, niemogącego objąć spostrzeżeń w dłuższych okresach czasu.

Z tych powodów wszystkie dane astronomiczne o położeniach ciał niebieskich tak ruchomych, jako i gwiazd stałych, o czasie pewnych zjawisk, zowią się e f e m e r y d a m i; mają bowiém one znaczenie tylko dla chwil oznaczonych, poza którymi zjawiska, choć pozornie peryjodyczne, już w powrotach swych różnią się co do czasu i miejsca.

Wszystkie kalendarze astronomiczne, zawiérające w sobie położenia gwiazd, czas ich wschodu i zachodu, chwile zaćmień i t. d. są efemerydami, bo prawdziwe ich znaczenie odnosi się do tego tylko roku, na który są obliczone.

72. Pory roku. Rzut oka na fig. 51-szą wskazuje, że ziemia, obiegając słońce dokoła i zachowując ciągle jednakowe położenie swéj osi obrotu, jest coraz inaczéj ku słońcu pochylona. Oświetlenie więc jéj i ogrzanie przez słońce, to źródło dla nas ciepła i światła, muszą się zmieniać w ciągu roku. Gdyby oś ziemi była prostopadła do płaszczyzny orbity, położenie ziemi względem słońca zawsze byłoby jednakowe — niebyłoby wcale pór roku. Pochylenie osi ziemi sprawia właśnie to, że pewna miejscowość ziemi pod różnymi kątami bywa nachylona względem kierunku promieni słonecznych, a to nachylenie reguluje skutki fizyczne ciepła i światła.

Wyobraźmy sobie kwadrat *acdb* (fig. 52), ustawiony prostopadle do promieni równoległych słońca S*c*, S'*d* i t. d. Pada na tę płaszczyznę cały

snop promieni, objęty krawędziami Sc, $S'd$, $S''b$ i $S'''a$. Po przechyleniu płaszczyzny do położenia $abc'd'$, z promieni padających ubędzie część, odpowiadająca płaszczyźnie $cfgd$. Po dalszym przechyleniu do położenia $abc''d''$, z pierwiastkowego snopa padnie tylko część promieni, odpowiadająca płaszczyźnie $abih$. Ilości więc padających promieni są proporcyjonalne względem linij db, $gb = d'k$, $ib = d''l$: te zaś linije są wstawami kątów nachylenia dbl, $d'bk$, $d''bl$. Zatym, ilości promieni światła, padających na pewną powierzchnią, są proporcyjonalne względem wstaw kątów nachylenia téjże powierzchni do kierunku promieni.

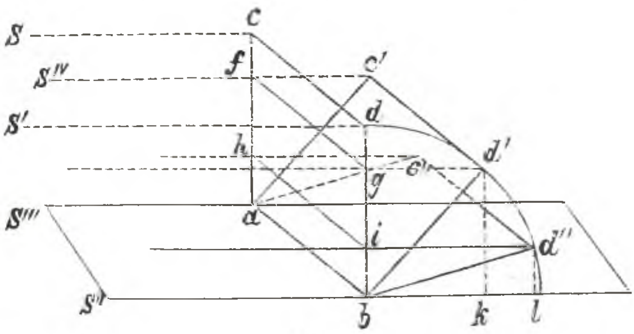


Fig. 52.

Okrągłość ziemi wytwarza różne nachylenie jéj powierzchni do promieni słońca, uważanych jako równoległe do siebie; z tegoteż głównie powodu panuje na ziemi taka różnorodność klimatów. Zmienna odległość słońca (us. 66) ma tu wpływ stosunkowo nieznaczny, co potwierdza np. ta okoliczność, że słońce podczas naszego lata jest więcéj od nas odległe, aniżeli zimą.

W celu zrozumienia zmian w oświetleniu i ogrzaniu ziemi w różnych porach roku, przypatrzmy się fig. 53-éj, przedstawiającéj orbitę ziemi w rzucie poziomym z cztérema głównymi położeniami ziemi.

73. Zima. Położenie Z ziemi jest to, w jakim ona znajduje się względem słońca 21 grudnia. Toż samo jéj położenie w rzucie pionowym przedstawia większy nieco rysunek fig 54-éj. Promienie SS', idące od słońca, które jako równoległe uważać możemy, padając na kulę ziemską, oświetlają jéj połowę, wytwarzając w punktach styczności granicę światła, będącą kołem wielkim, którego rzut na fig. 54-éj przedstawia linija gg'. Każdy punkt, leżący na oświetlonéj połowie ziemi podczas obrotu jéj około osi, raz jest wystawiony na światło słońca, to znowu pogrąża się w cień, co wywołuje dzień i noc. Granica światła gg' dzieli równoleżniki ziemi (prócz równika RR') na części nierówne: na półkuli północnéj widzimy łuki dzienne krótsze, nocne zaś dłuższe — jest więc dzień krótszy od nocy; na półkuli południowéj, przeciwnie. W jednym tylko punkcie K promienie słońca są prostopadłe do jego poziomu pp'; miejsca więc na równoleżniku

KK' miewają w tej porze słońce w zenicie. Z powodu, że równik RR' jest względem ekliptyki EE' nachylony pod kątem 23° 27', punkt K ma

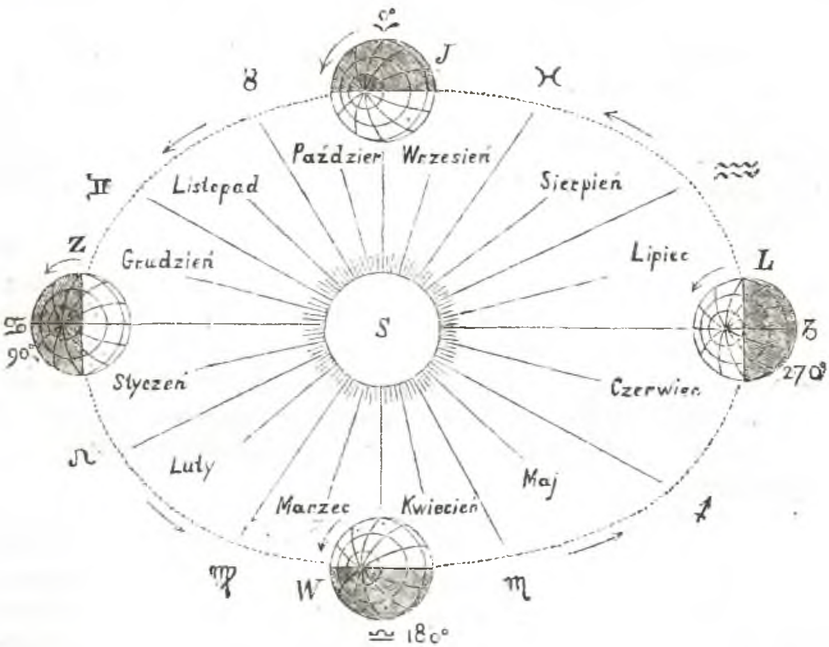


Fig. 53.

szerokość gieograficzną — 23° 27', a równoleżnik ziemski KK', podobnie jak odpowiadający mu (us. 61) na kuli niebieskiéj, zowie się zwrotnikiem Koziorożca, w tym bowiém znaku ♑ słońce się wtedy znajduje. Z powodu nachylenia osi ziemi BB' pod kątem 66° 33' do ekliptyki, punkt g, w którym krańcowo padające promienie są styczne do powierzchni ziemi, odległy jest od bieguna o 23° 27'; równoleżnik gh przedstawia koło biegu-

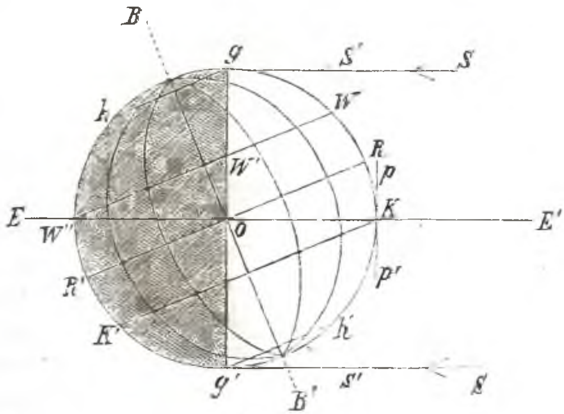


Fig. 54.

nowe północne; cała część powierzchni ziemi, przez nie ograniczona, włącznie z biegunem, jest w cieniu pogrążona—pozbawiona słońca. Odpowiednia część powierzchni ziemi, ograniczona **kołem biegunowym południowym** *g'h'*, przeciwnie, jest ciągle na słońce wystawiona.

Wszystkie miejsca na półkuli północnéj, z powodu odchylenia jéj w stronę przeciwną od słońca, mają w południe słońce niżéj, aniżeli miejsca, mające tęż samę szerokość gieograficzną południową, i promienie słońca padają na nie ukośniéj; ilość ciepła na półkuli północnéj jest z tego powodu mniejsza — zima półkuli północnéj jest jednoczesna z latem na półkuli południowéj.

74. Wiosna. Wmiarę posuwania się ziemi od położenia Z do W (fig. 53) przez styczeń i luty, widać z ziemi słońce przechodzące kolejno znaki ♒, ♓, aż do ♈ w marcu. Objawy oświetlenia stopniowo zmieniają się. Koło biegunowe północne wynurza się z cienia, po całych miesiącach braku słońca zaczyna ono codziennie wschodzić nad poziom, choć początkowo na bardzo krótko; za to koło biegunowe południowe pogrąża się w cień, tracąc na krótkie chwile obraz słońca, będącego poprzednio ciągle nad poziomem.

W punkcie W, do którego ziemia dochodzi 21 marca, granica światła przechodzi przez bieguny, przecinając wszystkie równoleżniki na połowy—dzień jest równy nocy na całéj ziemi (stąd nazwa punktu równonocnego). Dopiéro wtedy biegun północny wychodzi z cienia, a od téj pory przez całe miesiące słońce dlań nie zachodzi, zataczając ruchem pozornym koła ukośne coraz wyżéj wmiarę zwiększania się zboczenia, tworzące razem liniją spiralną. Biegun zaś południowy wchodzi w długomiesięczną noc.

75. Lato. W dalszym ciągu ruchu ziemi dnie na półkuli północnéj stają się coraz dłuższe, na południowéj zaś skracają się. Kiedy ziemia dochodzi do położenia L (fig. 53) 21 czerwca, słońce staje w punkcie przesilenia letniego na zwrotniku Raka; wówczas wszystkie objawy oświetlenia zimowe przedstawiają się w odwrotnym porządku. Połowa oświetlona ziemi jest teraz więcéj północną swą częścią ku słońcu nachylona; łuki dzienne na północy W'W" (fig. 55) są większe,

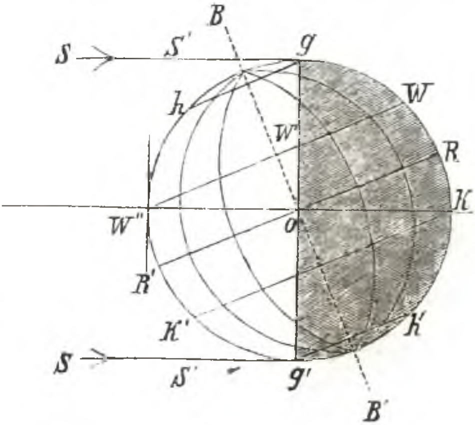


Fig. 55.

nocne WW′ mniejsze. Mniéj ukośny kierunek promieni słońca na północy i dłuższe ich działanie w ciągu każdéj doby sprowadzają wyższe ciepło, tworząc lato, kiedy odwrotne warunki półkuli południowéj wytwarzają zimę. Mieszkańcy zwrotnika Raka WW″ widzą słońce w zenicie; koło biegunowe północne ma ciągły dzień *(gh)*, zaś południowe *(g′h′)* ciągłą noc.

76. Jesień. Dalsze zmiany przy przebiegu ziemi od punktu lata L do jesieni J podobnie łatwo można objasnić. Granica światła na północy cofa się, a na południu posuwa się ku biegunowi, aż nakoniec w położeniu J, t. j. 22 września, przechodzi znów przez bieguny, sprawiając na całéj ziemi dzień równy nocy. Biegun północny, po 6-miesięcznym dniu, trwającym od 21 marca, wstępuje tu znowu w cień na całe 6 miesięcy. Na biegunie południowym zaczyna się 6-miesięczny dzień. —

Jak widzieliśmy, tylko miejscowości równika mają przez cały rok dzień równy nocy, gdyż granica światła, jako koło wielkie ziemi, zawsze przecina równik na połowy.

77. Podział ziemi na strefy. Nachylenie osi ziemi do jéj orbity wytwarza pewne podziały powierzchni ziemi, odróżniające się od siebie warunkami oświetlenia przez promienie słońca; koła biegunowe i zwrotniki, dzielące właśnie powierzchnią ziemi na różnie oświetlane pasy, zwane strefami, są wynikiem nachylenia osi ziemskiéj do kierunku promieni słonecznych. Nadto, światło słońca wraz z nierozdzielnie z nim złączonym ciepłem jest bodźcem dla całego życia organicznego ziemi. Wskutek tego, owe podziały są donioślejszego znaczenia i odróżniają się warunkami fizycznymi.

1) W strefie ziemi między obu zwrotnikami miejscowości otrzymują większą ilość ciepła słonecznego, niż znajdujące się poza nią; w całym tym pasie ziemi słońce codzień wschodzi i zachodzi, a w południe może mieć najniższą wysokość 66° 33′, dwa razy zaś do roku bywa w zenicie każdego miejsca. Pas ten, rozciągający się po obu stronach równika do 23° 27′ szerokości północnéj i południowéj, nazywa się strefą gorącą (*rr′kk′* fig. 56). Odznacza się ona największym rozwojem życia organicznego, a różnice w porach roku są w niéj tak niewydatne, iż właściwie pory roku dla niéj nie istnieją.

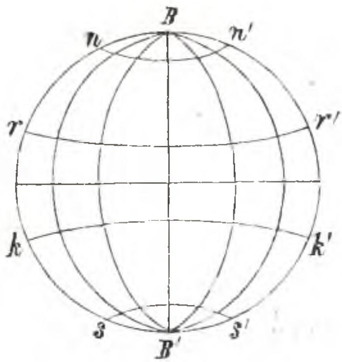


Fig. 56.

2) Między zwrotnikami i kołami biegunowymi każdéj półkuli rozciągają

się dwie strefy umiarkowane: północna *nn'rr'* i południowa *kk'ss'*. Słońce w obudwu nigdy do zenitu nie dochodzi, a przez wszystkie dnie roku wschodzi i zachodzi. Dla oddzielnych miejscowości w tych strefach, wmiarę zbliżania się do bieguna, różnica między dniami najdłuższym i najkrótszym coraz się powiększa, tak iż na kole biegunowym podczas jednego przesilenia noc, a podczas drugiego dzień trwa przez całą dobę.

Różnice tych długości dni, zależne od szerokości gieograficznéj, zawarte są w następującéj tablicy:

Szer. gieogr.	najdł. dzień trwa	najkr. dzień trwa	Szer. gieogr.	najdł. dzień trwa	najkr. dzień trwa
30°	$13^g\ 56^m$	$10^g\ 4^m$	55°	$17^g\ 7^m$	$6^g\ 53^m$
35	14 26	9 38	60	18 30	5 30
40	14 51	9 9	65	21 9	2 51
45	15 26	8 34	66° 33′	24 0	0 0
50	16 9	7 51			

Podział roku na cztéry pory właściwie do tych dwu stref się stosuje, gdyż tu one są najwydatniejsze.

3) Nakoniec dwie strefy zimne, które tworzą odcinki powierzchni kuli ziemskiéj, zamknięte przez koła biegunowe, odróżniają się od innych stref pod wielu względami. Słońce nie wschodzi tu codziennie. Podczas porównań dnia z nocą te okolice podbiegunowe mają przez pewien czas dnie zwykłe, ze wschodem i zachodem słońca. Po porównaniu jedna ze stref zimnych pogrąża się na dłuższy czas w zupełną noc, a po pół roku dopiéro, przy drugim porównaniu, znowu przez pewien czas słońce dla tych okolic wschodzi i zachodzi, pozostając coraz dłużéj nad poziomem, aż do dnia, w którym całkiem nie zachodzi, przez całe tygodnie obiegając ruchem dziennym koła bardzo mało nad poziom wzniesione; skolei, przy stopniowym zniżaniu się słońca, powracają przy najbliższym porównaniu dnie zwykłe, z szybko wzrastającymi nocami. Jednocześnie dla drugiéj strefy zimnéj ma toż samo miejsce w odwrotnym porządku. — Różnice te zimy od lata tym są wyraźniejsze, im miejsca leżą bliżéj bieguna, tak że w bliskości bieguna prawie przez całe pół roku między porównaniami trwa dzień, poczym po paru dniach zwykłych podczas porównania jesiennego (na półkuli północnéj) następuje półroczna noc aż do końca marca. Kilkomiesięczny dzień sprawia rozgrzanie ziemi, mimo ukośnego kierunku promieni słońca; noc zato, całe miesiące trwająca, pokrywa te strony pozbawione ciepła lodami i śniegami, wpływając ujemnie na życie roślin i zwierząt. — W tych strefach w ciągu roku są dwie pory tylko: jeden długi dzień i jedna długa noc, przerwane mniejszą lub

większą ilością dni zwykłych, co zależy od oddalenia od bieguna. Zmiany te są bardzo nagłe, bo promień całej strefy zimnej wynosi tylko w łuku południka 23° 27′, a ilość dni bezsłonecznych wzrasta od 1 dnia na kole biegunowym, aż do 6 miesięcy na biegunie, gdzie ściśle jest tylko jeden 6-miesięczny dzień i jedna 6-miesięczna noc; mianowicie dla pasa zimnego północnego:

Szerokość gieograficzna	Słońce latem nad poziomem przez dni	Słońce zimą pod poziomem przez dni
+ 66° 33′	1	1
+ 70	65	60
+ 75	103	97
+ 80	134	127
+ 85	161	153
+ 90	186	179

Różnice w odpowiednich ilościach dni w drugiéj i trzeciéj kolumnie (dla pasa zimnego południowego odwrotnie) pochodzą z wyłożonych powyżéj (us. 68) powodów, t. j. większéj długości łuku orbity, odpowiadającego latu, i wolniejszego na nim biegu ziemi.

78. Refrakcyja. Te długości dnia i nocy dla różnych miejsc ziemi są wyprowadzone na mocy tego, iż promienie równoległe słońca padają na kulistą powierzchnią ziemi.

W rzeczywistości one różnią się od tu podanych; kula ziemska bowiem otoczona jest warstwą przezroczystego powietrza, grubą na kilka mil gieogr. *), atmosferą. Promienie przeto słońca, przechodząc przez atmosferę, załamują się i do oka naszego dochodzą pod innym kątem, niż kąt pierwiastkowego wpadania w zewnętrzną jéj warstwę, i ukazują nam słońce w innym miejscu, niż ono jest istotnie. Zjawisko to, zmieniające w części warunki oświetlenia ziemi i wpływające na zmianę prawdziwych położeń wszystkich ciał niebieskich, zowie się refrakcyją astronomiczną.

Ponieważ gęstość atmosfery zmniejsza się stopniowo wmiarę wzniesienia nad ziemię, przeto dla zrozumienia zmian, przez refrakcyją wywołanych, przypuśćmy, że atmosfera składa się z warstw spółśrodkowych, bardzo cienkich: 1, 2, 3, 4, 5 (fig. 57), kolejno coraz gęstszych. Pro-

*) Grubość warstwy atmosfery ziemskiej nie jest ściśle oznaczona. Wyniki badań barometrycznych prowadzą do wniosku, że ta grubość wynosi około 8 — 10 mil gieogr. Z obserwacyj zaś meteorytów, rozpalających się w górnych warstwach atmosfery, należy przypuszczać grubość znacznie większą, około 23—25 mil g. Tak znaczna różnica w ocenianiu wynika z tego, iż warstwy najwyższe atmosfery są wielce rozrzedzone, wskutek czego wywierają bardzo nieznaczny wpływ na barometr.

mień Ga, od gwiazdy G idący, wchodząc do warstwy 1, ulega załamaniu w kierunku ab, zbliżając się do kierunku linii wiérzchołkowéj AZ; w następnych warstwach gęstszych kierunki załamanego promienia będą bc, cd, de, tworzące liniją łamaną (która właściwie, przy nieznacznie wzrastającéj gęstości powietrza, jest liniją krzywą), tak iż spostrzegaczowi w punkcie e przedstawi się gwiazda w kierunku ostatniego załamania de, t. j. w kierunku prostéj eG', stycznéj do linii $abcde$; a więc gwiazda wyda mu się bliżéj zenitu Z, t. j. wyżéj, aniżeli jest w rzeczywistości.

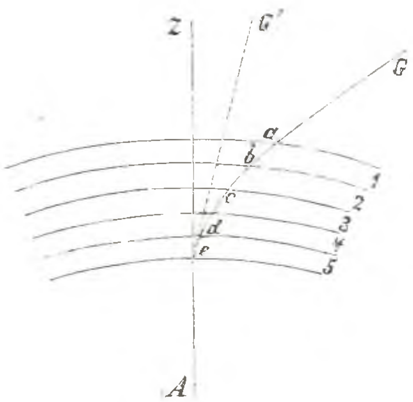


Fig. 57.

Oprócz zmiennéj gęstości powietrza, na wielkość refrakcyi wpływa odległość wiérzchołkowa gwiazd, czyli ich wysokość. Łatwo spostrzéc, że gwiazda, będąca w zenicie przedstawi się w swym istotnym miejscu, promień bowiém, padający prostopadle na warstwy atmosfery nie ulega załamaniu. Wmiarę zaś oddalania się gwiazdy od zenitu refrakcyja wzrasta; największa jest przy poziomie, gdzie promienie przez największą ilość warstw powietrza przechodzić muszą.

W celu wyprowadzenia przybliżonéj wartości refrakcyi dla różnych odległości wiérzchołkowych, przyjmiemy (bez znacznego błędu), że promienie, idące od gwiazd, których wysokość jest większa od 15°, spotykają warstwy powietrza równolegle i płaskie (fig. 58). W takim razie suma załamań pojedyńczych jest równa załamaniu, jakiemuby uległ promień ga, padając na ostatnią warstwę aA w kierunku równoległym od pierwiastkowego GM; możemy zatym obrachować tylko załamanie promienia, któryby wprost z próżnych przestworów nieba padał na atmosferę gęstości jednostajnéj i takiéj, jak ta jéj część, która otacza nasze oko. Przy przejściu promienia światła z próżni do powietrza temperatury 0° pod ciśnieniem baro-

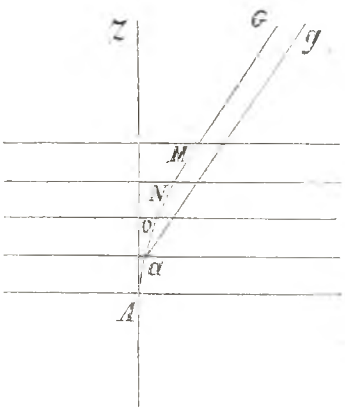


Fig. 58.

metrycznym 760 milimetrów, spółczynnik załamania jest równy 1,000294; gdy więc przez Z oznaczymy prawdziwą odległość wiérzchołkową gwiazdy, przez Z' zaś jéj odległość zmniejszoną wskutek refrakcyi, t. j. pozorną, to

$$\sin Z = 1{,}000294 \sin Z'.$$

Z tego wzoru obrachowywują się tak zwane tablice refrakcyi, wskazujące ilość minut lub sekund, którą do pozornéj odległości wiérzchołkowéj dodać należy, aby otrzymać prawdziwą. Ponieważ spółczynnik załamania zmienia się ze zmianą temperatury i ciśnienia powietrza, przeto w tablicach takich te dwa czynniki muszą być uwzględnione. Przy samym poziomie wartość refrakcyi bardzo szybko wzrasta i z trudnością daje się dokładnie oznaczyć. Następująca tablica przedstawia średnie poprawki refrakcyi dla różnych odległości wiérzchołkowych przy $+10^0$ Cels. i 760 millim. ciśnienia:

Odległ. wiérzch. pozorna	refrakcyja	Odległ. wiérzch. pozorna	refrakcyja
0°	0″	50°	1′ 9″
5	5	55	1 23
10	10	60	1 40
15	15	65	2 4
20	21	70	2 39
25	27	75	3 34
30	33	80	5 20
35	41	85	9 54
40	49	87	14 28
45	58	90	33 46

Te poprawki refrakcyi należy dodawać do odległości wiérzchołkowéj gwiazd, mierzonéj czyto na południku miejsca, czytéż zewnątrz niego. Ponieważ płaszczyzna załamania przechodzi przez promień i liniją wiérzchołkową, przeto oczywiście refrakcyja zachodzi tylko w płaszczyźnie wiérzchołkowéj. Dlatego:

a. Przy układzie azymutalnym refrakcyja zmienia wysokość, nie wpływając na azymut.

b. Przy spostrzeżeniach na południku refrakcyja wpływa na zboczenie, nie zmieniając wznoszenia prostego; jeżeli jednak spółrzędne równikowe oznaczamy kątomiarem paralaktycznym zewnątrz południka, to refrakcyja zmienia obie spółrzędne.

c. Postać kołowa tarczy słońca lub księżyca blisko poziomu zmienia się wskutek refrakcyi w ten sposób, że średnica, przypadająca w płaszczyźnie wiérzchołkowéj ulega skróceniu, średnica zaś równoległa do poziomu pozostaje bez zmiany, tak iż okrągła tarcza staje się eliptyczną. Powód téj zmiany leży

w szybkim wzroście refrakcyi przy poziomie. Brzeg mianowicie górny tarczy słońca jest wprawdzie wskutek refrakcyi podniesiony, ale mniéj niż brzeg dolny, o 32′ odległy od górnego; różnica ta wynosi 2′ do 3′, jeżeli słońce jest bardzo bliskie poziomu.

d. Wzrost refrakcyi ku poziomowi jest przyczyną, że sklepienie nieba wydaje nam się jakby spłaszczone.

79. Przedłużenie dnia wskutek refrakcyi. Wskutek refrakcyi słońce, rzeczywiście już u poziomu będące przy zachodzie, wydaje się nam wyżéj nad poziomem; po istotnym zaś zachodzie, kiedy ono już pod poziomem fizycznym się znajduje, jego promienie jeszcze przez parę minut do nas dochodzą. Przy wschodzie słońca również widzimy tarczę jego na poziomie o parę minut wcześniéj, niż ma miejsce prawdziwy jego wschód.

Tym sposobem trwanie dnia, na podstawie gieometrycznéj powyżéj podane dla różnych miejsc ziemi, wskutek refrakcyi przedłuża się, a wielkość tego przedłużenia zależy od miejscowości, t. j. od nachylenia kół ruchu dziennego względem poziomu. Wiemy mianowicie, że refrakcyja przy poziomie podnosi obraz słońca przeszło o 33′ (na kole wierzchołkowym). W położeniu więc sfery prostym, t. j. na równiku, gdzie koła ruchu dziennego są prostopadle do poziomu, dla przejścia tych 33′ od poziomu aż do zniknięcia słońca potrzeba 2,2 minuty; cały więc dzień na równiku z powodu refrakcyi jest dłuższy mniéjwięcéj o 4 minuty od istotnego przeciągu czasu znajdowania się słońca nad poziomem. W miarę więcéj ukośnego położenia kół dziennych względem poziomu w wyższych szerokościach gieograficznych, słońce potrzebuje coraz więcéj czasu do zniżenia się pod poziom o te 33′ na kole wierzchołkowym; powiększenie zatym długości dnia wskutek refrakcyi wzrasta. Tak np. w szerokości gieograficznéj naszego kraju (52°) przedłuża się dzień prawie o 4 minuty rano i o tyleż wieczorem.

Największą różnicę w długości dnia sprawia refrakcyja w miejscowościach poza kołami biegunowymi. Tam bowiem słońce w ciągu dnia, trwającego miesiące, zakreśla codzień koło bardzo względem poziomu pochylone, wznosząc się jakby po linii spiralnéj w górę; następnie opuszcza się coraz niżéj aż do czasu porównania, kiedy zaczyna zachodzić na czas krótki; odtąd stopniowo pozostaje codzień coraz dłużéj pod poziomem, aż do zupełnego pod nim zniknięcia, ciągnącego się miesiące całe. Wówczas jednak słońce po zajściu pod poziom fizyczny, wskutek refrakcyi jest widzialne tym dłużéj, im miejscowość jest bliżéj bieguna; na samym biegunie jest ono widzialne po zachodzie i przed wschodem przez 35 godzin.

Dla wszystkich więc bez wyjątku miejsc na ziemi obecność atmosfe-

ry wywołuje przedłużenie dni ponad ich długość, wynikającą z gieometrycznych warunków oświetlenia.

80. Zmierzch. Z przedłużeniem dnia z przyczyny refrakcyi jest w związku zjawisko stopniowego gaśnięcia światła słonecznego w atmosferze, czyli tak zwany zmierzch, albo zmrok. Po zachodzie słońca pod poziom nie daje się odrazu uczuć brak światła, coby było konieczne przy braku atmosfery. Warstwy górne powietrza, odbijając promienie spod poziomu idące, są powodem tego łagodnego przejścia od jasności do ciemności. Czas trwania zmroku astronomicznego liczy się od zachodu słońca do chwili, w której śladu światła słonecznego nie widać — kiedy już drobniejsze gwiazdy dostrzéc można. Chwila ta, z doświadczeń obrachowana, przypada wówczas, gdy słońce znajduje się o 18° pod poziomem. Toż samo stosuje się do zmroku rannego, czyli świtania.

Wyobraźmy sobie na fig. 59 kulę ziemską otoczoną atmosferą. Promień zachodzącego słońca SA, styczny w miejscowości A, przechodzi przez atmosferę, po odbiciu się od jéj górnych warstw w punkcie B, w kierunku BC; wszędzie więc na łuku AC panuje zmrok. Daléj poza C, ku D, odbite promienie już nie sięgają. Wielkość łuku AC oczywiście zależy od wysokości atmosfery; z doświadczenia zaś wiadomo, że zmrok kończy się gdy słońce znajdzie się o 18° pod poziomem, t. j. gdy kąt BCS' = = 18°, a więc i AKC = 18°.

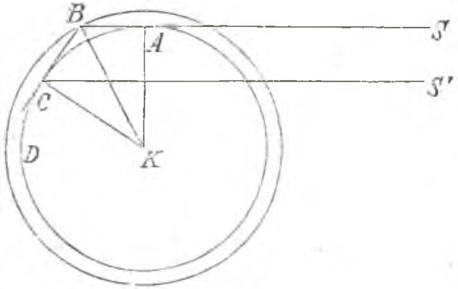


Fig. 59.

Przy pomocy więc kąta AKC można z trójkąta BCK obliczyć KB, a stąd oznaczyć przybliżenie wysokość atmosfery (KB—KC), a przynajmniéj tych jéj warstw, które, mimo rozrzedzenia się, jeszcze mogą sprawić widoczne odbicie światła. Tą drogą obliczono wysokość atmosfery na 9 mil gieogr.

Jeżeli poprowadzimy na powierzchni ziemi koło, równolegle do poziomu pewnéj miejscowości i od niéj oddalone na 18°, to odcinek powierzchni, ograniczony tym kołem, przedstawi tak zwaną strefę zmroku owéj miejscowości.

Czas trwania zmroku jest zależny, podobnie jak refrakcyja, od nachylenia kół dziennych słońca do poziomu. Jest więc on również najkrótszy na równiku; trwa tam zaledwo godzinę i kilka minut; przy 45° szer. gieogr. trwanie zmroku podczas porównania wynosi 2 godziny, a na biegunach do 50 dni.

Dla oddzielnéj miejscowości, pora roku, jak z powyższego wynika, ma także wpływ na długość zmroku. Tak np. w Warszawie podczas przesilenia letniego słońce zaledwie się zniża pod poziom o 14° 17'; zmrok więc trwa przez całą noc.

81. Rok zwrotnikowy. Poznane dwa ruchy ziemi wyznaczają, jak widzieliśmy, warunki otrzymywania przez nią ciepła i światła. Jednostajność zaś tych ruchów jest jedynym źródłem regulowania czasu. Podstawą większéj miary czasu, w zwykłym życiu przyjętéj, jest przeciąg czasu, przez jaki ziemia obiega około słońca, wychodząc z punktu wiosennego, aż do najbliższego powrotu do tegoż punktu; ten przeciąg czasu nazywa się rokiem zwrotnikowym. Nazywa się on zwrotnikowym dlatego, że kolejne lata liczymy od punktów przesilenia zimowego, zamiast od punktów równonocnych (co na jedno wychodzi). W celu oznaczenia długości roku w znanym nam czasie gwiazdowym, należy porównać chwile przejścia słońca przez punkt wiosenny z dwu lat, albo lepiéj z lat kilkudziesięciu dla zmniejszenia błędu obserwacyj. Tak obrachowany okres czasu gwiazdowego między dwoma przejściami słońca, czyli rok zwrotnikowy, wynosi dni 366,2422008 *). Czasy obiegu ziemi około słońca i jéj obrotu około osi nie są z sobą spółmierne; środek ziemi kończy obieg całéj orbity wtedy, kiedy ziemia znajduje się w pierwszéj ćwierci swego 367-go obrotu.

82. Czas słoneczny. Mówiliśmy już o tym, że ruch obrotowy ziemi jest miarą czasu gwiazdowego. W życiu jednak praktycznym, gdzie zmiana dnia i nocy kieruje zajęciami życia codziennego, a górowanie słońca, południe, jest niejako środkiem dnia, czas gwiazdowy nie jest dogodny. Słońce bowiém, powiększając codziennie swe wznoszenie proste prawie o 1°, opóźnia się codzień względem punktu wiosennego, tak iż punkt wiosenny przechodzi przez południk codzień o innéj porze dnia słonecznego i przejście jego przez południk nie może służyć jako stały moment w rachubie dni.

Aby oznaczyć związek czasu gwiazdowego z czasem, wyznaczonym przez bieg pozorny słońca, przyjmujemy za dzień słoneczny okres czasu między dwoma po sobie następującymi górowaniami słońca. Ponieważ wznoszenie proste słońca powiększa się codziennie prawie o 1°, przeto dzień słoneczny jest dłuższy prawie o 4 minuty od dnia gwiazdowego, gdyż o taki przeciąg czasu spóźnia się z dnia na dzień górowanie słońca. Gdy zaś ruch słońca nie jest jednostajny — zimą jest szybszy, latem wolniejszy — zatym, przy nierównym wzroście jego wznoszenia prostego,

*) Według Hansen'a.

okresy między dwoma górowaniami nie mogą być ściśle jednakowe, wskutek czego dnie słoneczne nie są równe.

83. Czas średni. Aby uniknąć tėj niejednostajności, która w zegarach, jako mechanizmach równo idących, nie może być uwzględniona, wyobraźmy sobie drugie słońce, postępujące po równiku ruchem jednostajnym i obiegające równik raz w ciągu roku w okresie, ściśle równym czasowi obiegu słońca prawdziwego po ekliptyce. Słońce to nazywamy słońcem średnim, a czas, jednostajnie za jego pomocą mierzony, czasem średnim. Dzień średni, podobnie jak gwiazdowy, dzieli się na 24 godziny; astronomowie liczą go bez przerwy od południa zwykłėj daty do drugiego południa, tak iż np. godzina 4 rano w zwykłėj rachubie jest przy rachubie astronomicznėj godziną 16-tą poprzedniego dnia.

Słońce, uczestnicząc w pozornym ruchu dziennym gwiazd, spóźnia się wskutek pozornego swego ruchu rocznego tak, iż to opóźnienie między dwoma przejściami ziemi przez punkt wiosenny wynosi cały jeden obrót dzienny ziemi. Rok przeto zwrotnikowy zawiéra o jeden mniėj dni średnich, aniżeli gwiazdowych, t. j. zawiéra 365,24220 dnia średniego, czyli 365 dni 5 godz. 48 minut i 47,8 sekundy czasu średniego *). Wskutek tego

$$\text{dzień średni} = \frac{366{,}24220}{365{,}24220}\ \text{dn. gw.} = 24\,\text{g.}\ 3\,\text{m.}\ 56{,}55\,\text{s. cz. gwiazdowego},$$

$$\text{dzień gwiazdowy} = \frac{365{,}24220}{366{,}24220}\ \text{dn. śr.} = 23\,\text{g.}\ 56\,\text{m.}\ 4{,}09\,\text{s. cz. średniego};$$

a zatym

1 godz. cz. śr. = 1 g. 0 m. 9,86 s. cz. gw.
1 godz. cz. gw. = 0 g. 59 m. 50,17 s. cz. śr.

Słońce średnie, obiegając 360^0 równika w ciągu 365,24220 dnia średniego, przechodzi dziennie $\frac{360^0}{365{,}24220} = 0^0{,}9856472$. Dodając tę ilość stopni, pomnożoną przez odpowiednią ilość dni, do wznoszenia prostego punktu, z którego sobie oba słońca wychodzące wyobrażamy, otrzymamy codzienne wznoszenie proste słońca średniego. Z powodu niejednostajnego biegu słońca prawdziwego, słońce średnie to wyprzedza słońce prawdziwe, to znowu spóźnia się, a 4 razy w ciągu roku, t. j. w kwietniu, czerwcu, wrześniu i grudniu, razem się z nim schodzi. Te różnice między górowaniami słońca prawdziwego i średniego tworzą tak zwane równanie czasu i są zamieszczane w kalendarzach astronomicznych, służąc do regulowania czasu średniego.

---

*) Niżėj (us. 87) zobaczymy, że długość roku zwrotnikowego nie jest bezwarunkowo stała; zmienia się ona w pewnych okresach, choć zmiany te są bardzo nieznaczne.

Następna tablica zawiéra równanie czasu co 10 dni obrachowane na rok 1885:

1 stycznia	+ 3^m 59^s	10 maja	— 3^m 47^s	7 września	— 2^m 15^s
10 „	+ 7 55	20 „	— 3 41	17 „	— 5 39
20 „	+ 11 24	30 „	— 2 43	27 „	— 9 7
30 „	+ 13 36	9 czerwca	— 1 2	7 paźdz.	— 12 13
10 lutego	+ 14 27	19 „	+ 1 4	17 „	— 14 38
20 „	+ 13 54	29 „	+ 3 10	27 „	— 16 3
1 marca	+ 12 28	9 lipca	+ 4 55	6 listop.	— 16 13
10 „	+ 10 21	19 „	+ 6 1	16 „	— 15 0
20 „	+ 7 30	29 „	+ 6 11	26 „	— 12 26
30 „	+ 4 26	8 sierpnia	+ 5 21	6 grudnia	— 8 38
10 kwietnia	+ 1 14	18 „	+ 3 35	16 „	— 4 0
20 „	— 1 11	28 „	+ 0 59	26 „	+ 0 57
30 „	— 2 56				

84. Wyznaczenie czasu średniego i regulowanie zegarów. Wyznaczenie czasu stanowi jedno z najważniejszych zadań praktycznych astronomii. Jest ono zarówno ważne dla poszukiwań naukowych, jak i dla celów praktycznych, szczególniéj na morzu, gdzie stanowi główny środek poznania długości gieograficznéj.

Położenie słońca średniego względem prawdziwego, oraz porównanie czasu gwiazdowego i średniego wystarczają w zupełności do rozwiązania tego zadania i regulowania zegarów w każdéj porze dnia i nocy, zapomocą obserwacyj czyto na południku, czyteż zewnątrz niego.

1) Chcąc wyznaczenie czasu uskutecznić zapomocą obserwacyi południkowéj słońca, spostrzegamy lunetą przejściową, ustawioną na południku i zasłoniętą szkłem czarnym, górowanie słońca, t. j. prawdziwe południe. Przypuśćmy np., że 9 lipca r. 1885 w chwili górowania słońca zegar średni wskazał 12 g. 3 m. 10 s. Ponieważ równanie czasu w tym dniu wynosi + 4 m. 55 s., przeto w chwili górowania powinien zegar średni wskazywać 12 g. 4 m. 55 s.; zatym zegar spóźnia się o 1 m. 45 s.

2) Do tegoż celu możemy użyć wieczorem górowania każdéj gwiazdy, któréj położenie jest znane. Jeżeli np. pragnęlibyśmy wyznaczyć czas średni 1 maja r. 1885 w Warszawie, używając do tego znanéj z położenia gwiazdy α Panny, mającéj w dniu rzeczonym wznoszenie proste 13 g. 19 m. 10 s., to potrzebujemy zauważyć chwilę jéj górowania na zegarze, wskazującym czas średni. Przypuśćmy, że w takiéj chwili zegar wskazuje 10 g. 39 m. 0 s. Ponieważ tego dnia wznoszenie proste średniego słońca podczas średniego południa według efemeryd wynosi 2 g. 38 m. 5 s., przeto α Panny, oddalona od średniego słońca w południe o kąt (13 g. 19 m. 10 s.) — (2 g. 38 m. 5 s.), t. j. o 10 g. 41 m. 5 s. czasu gwia-

zdowego, czyli o 10 g. 39 m. 20 s. czasu średniego, otyle później po średnim południu powinna przez południk przechodzić. Ponieważ zaś zegar wskazywał w chwili jéj górowania 10 g. 39 m. 0 s., zatym spóźnia się o 20 sekund. —

Wrazie, gdy południk miejscowości nie jest oznaczony, lub obserwacyja na nim z jakichkolwiek powodów jest utrudniona, można wyznaczenie czasu średniego wykonać innymi sposobami, a mianowicie:

3) Zapomocą odpowiednich wysokości na téj zasadzie, na jakiéj wyznacza się południk kątomiarem ogólnym (us. 7). Nastawia się lunetę kątomiaru na gwiazdę znaną, która jeszcze pewnego czasu potrzebuje dla dojścia do południka, i notuje się chwilę, kiedy gwiazda znajdzie się na skrzyżowaniu nitek. Potym, niezmieniając lunety co do wysokości, obraca się koło poziome dopóty, wciąż idąc za gwiazdą, dopóki ona z drugiéj strony południka znowu nie stanie na skrzyżowaniu nitek, i notuje się tę chwilę. Połowa czasu od piérwszego do drugiego notowania wskaże czas przejścia przez południk. Pozostaje porównanie z wznoszeniem prostym słońca średniego, którego dokonywa się tak, jak przy poprzednich sposobach. — Jeżeli do wyznaczania czasu tym sposobem ma służyć słońce, to nastawia się nitkę poziomą tak, aby ona była styczna do górnego lub do dolnego brzegu tarczy słonecznéj; to postępowanie jest mniéj dokładne i tylko w czasach przesileń może być użyte, kiedy słońce w ciągu paru godzin, potrzebnych do obserwacyi, bardzo nieznacznie zmienia swe zboczenie.

4) Z dostateczną do codziennego użytku dokładnością można wyznaczyć czas, mierząc w pewnéj oznaczonéj na zegarze chwili zdaleka od południka samę tylko wysokość słońca, jeżeli przytym wiadoma jest szerokość gieogr. miejsca i dane zboczenie słońca, które w kalendarzach znaléść można. — Jeżeli na fig. 60-éj wyobrazimy sobie słońce w punkcie G i mamy biegun B, zenit Z, poziom NS, wtedy, przy wiadoméj wysokości równika SS′ i zboczeniu słońca rG, dość zmierzyć wysokość jego aG, aby obliczyć kąt godzinny S′Ar, o który słońce oddalone jest w danéj chwili od południka ZS′S. Kąt ten przedstawia czas słoneczny prawdziwy, który przez dodanie równania czasu z łatwością zamienia się na średni. Znalezienie kąta go-

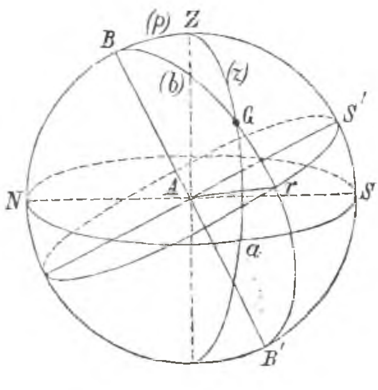


Fig. 60.

godzinnego rAS′ polega na rozwiązaniu trójkąta ZBG, w którym mamy wszystkie 3 boki wiadome, t. j. GB dopełnienie zboczenia δ, czyli $90 - \delta = b$, GZ dopełnienie wysokości h, czyli $90 - h = z$, nakoniec BZ odległość wierzcholkową bieguna, wiadomą jako dopełnienie szerokości gieogr. φ, to jest $90 - \varphi = p$. Kąt ZBG jest kątem szukanym rAS′; nazwawszy go przez A, mamy

$$\sin^2 \tfrac{1}{2} A = \frac{\sin \frac{1}{2}(z + p - b) \sin \frac{1}{2}(z + b - p)}{\sin p \,.\, \sin b}.$$

Jeżeli idzie o stopień dokładności, odpowiadający zwykłéj potrzebie codziennéj, to można przy mierzeniu wysokości słońca ograniczyć się w tym razie do bardzo prostego narzędzia, zwykłego sekstansu (por. us. 45). W najprostszéj postaci jest to łuk koła, zawiérający 60°, drewniany, połączony z dwiema listwami ac, bc (fig. 61), osadzony zapomocą jednéj z nich na drewnianym czopku B, tkwiącym w słupku BD. Na łuku ab przyklejona jest podziałka na stopnie, papiérowa, z początkiem podziałów na promieniu ob; z punktu o, ze środka, wisi pion op. Na listwie cb przytwierdzona jest blaszka cienka d z otworkiem, a w punkcie a druga blaszka ze znaczkiem podłużnym e takim, aby znaczek e z otworkiem d był w płaszczyźnie prostopadłéj do płaszczyzny sekstansu i do promienia ob.— Jeżeli promień słońca Sd, padający przez otworek d, naprowadzimy ruchem łuku około czopka B tak, aby padł na znaczek e, tworząc na nim świetlny krążek, wtedy kąt Sef jest wysokością słońca i jest równy kątowi bop, jaki promień łuku ob tworzy z pionem. Odczytujemy więc ilość stopni, przez nitkę pionu wskazaną, i mamy wysokość słońca. Tak np. w miejscowości, gdzie wysokość równika wynosi 37° 22′,3 zmierzono sekstansem wysokość słońca w dniu 8 września r. 1873 i znaleziono 41° 32′ w chwili, kiedy zegar średni wskazywał 11 g. 2 m. 15 s. Zboczenie słońca w tym dniu było + 5° 37′, a równanie czasu — 2 m. 29 s. Mamy więc

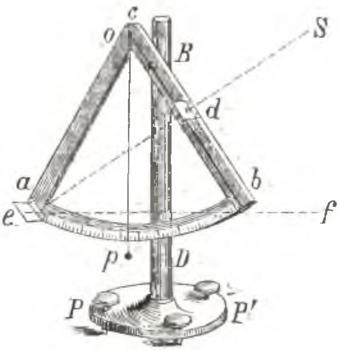


Fig. 61.

$$z = 90^0 - (41^0\,32') = 48^0\,28'$$
$$p = 37^0\,22',3$$
$$b = 90^0 - (5^0\,37') = 84^0\,23';$$

stąd $\frac{1}{2}$ A = 7° 10′ 2″; zaś A = 14° 20′ 4″, albo w czasie: 57 m. 20 s. O ten więc kąt słońce w chwili obserwacyi było oddalone od prawdziwego południa.

W owym dniu, z powodu równania czasu — 2 m. 29 s., w prawdziwe południe była godzina 11 m. 57 s. 31 cz. średniego; odjąwszy od tego 57 m. 20 s., otrzymamy, jako chwilę obserwacyi, 11 g. 0 m. 11 s. Ponieważ zaś zegar wskazywał 11 g. 2 m. 15 s., zatym spieszył się o 2 m. 4 s. —

Wyznaczenie czasu na morzu. Na morzu wyznaczenie czasu jest zadaniem wielkiéj ważności. Dokonywa się go różnymi bardzo sposobami, co zależy od pogody i pory dnia lub nocy. Wysokość bieguna, czyli szerokość gieogr. wyznacza się na morzu bardzo często i w każdéj chwili, choćby przybliżenie, może być wiadoma. Jeżeli warunki jéj oznaczenia chwilowo są trudne, wtedy znana prędkość okrętu i kierunek, kompasem wskazany, pozwalają do szerokości, poprzednio już wyznaczonéj, dołączyć odpowiednią poprawkę. Gdy tak określona szerokość, którą żeglarze zowią «point estimé», jest wiadoma, wtedy zmierzenie sekstansem saméj tylko wysokości słońca wystarcza do przybliżonego obliczenia czasu z powyższego wzoru kąta godzinnego. Wyznaczenie dwu wysokości jednéj gwiazdy, lub wysokości dwu różnych gwiazd, byle znanych, daje podobne wzory do obliczenia w czasie ich odległości od punktu górowania. Rozwiązanie wzorów ułatwiają odpowiednie tablice. — Jeżeli szer. gieogr. jest zupełnie nieznana, wtedy metoda odpowiadających wysokości, jaka w celu wyznaczenia południka w ustępie 7-ym była opisana, daje odrazu czas górowania gwiazdy lub słońca. W takich jednak razach, z powodu ruchu okrętu, odbywającego się między chwilami dwu spostrzeżeń, należy obie chwile sprowadzić do jednego miejsca, co również ze znanéj prędkości okrętu i kierunku busoli daje się obliczyć. — Gdy jakimkolwiek z tych sposobów oznaczy się chwila górowania gwiazdy na zegarze okrętowym, łatwo już sposobem, powyżéj pod n. 2-im opisanym, otrzymać czas właściwy.

5) Kompasy. Nakoniec najprostszy ale i najmniéj dokładny sposób wyznaczenia czasu słonecznego prawdziwego stanowią zegary słoneczne, czyli kompasy. Zasada ich jest następująca:

Wyobraźmy sobie na biegunie ziemi płaszczyznę *abcd* (fig. 62), prostopadłą do osi ziemskiéj, i na niéj pręt BC, będący przedłużeniem osi. Pręt ten będzie również osią, około któréj płaszczyzna cienia, przez słońce rzuconego, będzie się obracała z taką prędkością, z jaką słońce ruchem dziennym po niebie się porusza, t. j. obróci się o $\frac{1}{24}$ część obwodu w ciągu godziny. Jeżeli koło *abcd* podzielimy na

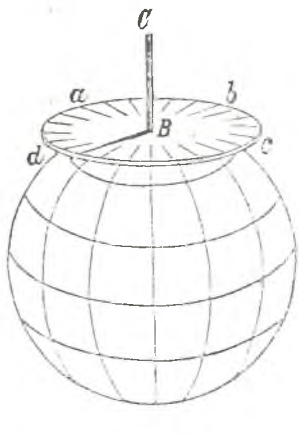


Fig. 62.

24 równe części, to kierunek cienia na płaszczyźnie wskaże odpowiednią godzinę czasu słonecznego w każdéj chwili podczas obrotu ziemi. Jeżeli taki pręt, wraz z płaszczyzną, umieścimy w innym miejscu na ziemi w tym samym położeniu, t. j. pręt BB' (fig. 63) równolegle do osi ziemi, płaszczyznę zaś PP' w kierunku równika, to otrzymamy **kompas równikowy**, na którym kąty między kierunkami pojedyńczych godzin są sobie równe, t. j. każdy z nich wynosi 15⁰. Na takim kompasie obie powierzchnie deski PP' muszą być podzielone, bo przez lato słońce, znajdując się nad równikiem, wskazuje godziny na górnéj powierzchni, przez zimę zaś — na dolnéj. Kompasy te łatwo się psują i niedogodnie wskazują godziny; rzadko się też używają.

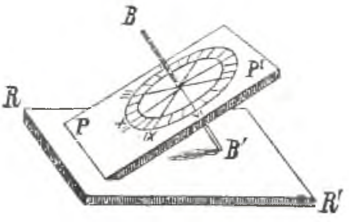


Fig. 63.

Daleko lepiéj mieć cień rzucany na płaszczyznę, nie łatwo ulegającą zmianie położenia, jak np. na płaszczyznę muru pionowego lub poziomego, albo nawet na powierzchnią głazów, choćby nieregularnych kształtów, ale stale ustawionych. Wtedy jednak linije godzinne nie będą z sobą tworzyły kątów jednakowych po 15⁰. Do ich oznaczenia sposobem graficznym (zupełnie wystarczającym) służy następna zasada.

Jeżeli kompas równikowy przedstawia płaszczyzna RR'rr' (fig. 64) wraz z prętem BAB', ustawionym pod kątem szerokości gieogr. miejscowości AB'a $= \varphi$, chcemy zaś oznaczyć linije godzinne na płaszczyźnie poziomej CDEF, to należy zauważyć, że płaszczyzna cienia, np. AB'b,

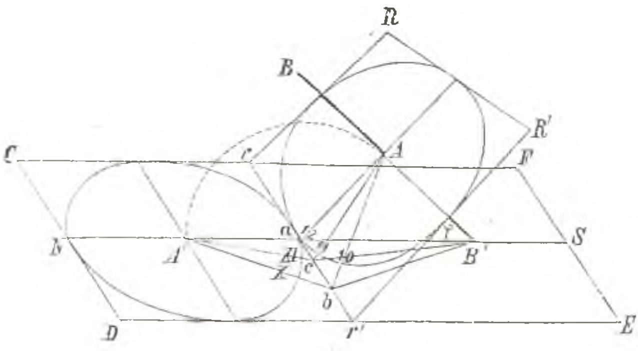


Fig. 64.

przecinająca płaszczyznę równika według linii godzinnéj Ab, przetnie płaszczyznę poziomu według linii B'b, łączącéj punkt B' osadzenia pręta z punktem b. Linija rr', jako przecięcie równika z poziomem, jest śladem płaszczyzny wiérzchołkowéj piérwszéj i jest prostopadła do linii południowéj NS, a punkt b jest jéj punktem przecięcia się z liniją godzinną A 10. — Gdy płaszczyznę rr'RR', po wyjęciu pręta, przechylimy około linii rr' na płaszczyznę poziomą, to ona zajmie położenie rCDr' i punkt A padnie na A'; wówczas linije godzinne o 15° od siebie odległe, A'XI, A'X i t. d., przedłużymy do śladu płaszczyzny wiérzchołkowéj rr' i punkty c, b i t. d. połączymy z punktem B'; linije B'c, B'b i t. d. będą linijami godzinnymi odpowiedniego kompasu poziomego.

Wykonanie rysunku odbywa się sposobem następującym. Na fig. 65-éj, na któréj litery odpowiadają figurze poprzedniéj, linija SN jest liniją południową wykréśloną zapomocą gnomonu (us. 5), a punkt na niéj B' jest dowolny, jako osada pręta. Rysujemy kąt NB'G $= \varphi$ (na fig. 65-éj kąt NB'G równy jest szerokości gieogr. Warszawy, t. j. 52° 13'). Z punktu dowolnego A na linii B'G wyprowadzamy prostopadłą do niéj liniją Aa; trójkąt B'Aa (fig. 65) jest oczywiście trójkątem B'Aa (fig. 64), przechylonym na płaszczyznę poziomą około linii aB', a linija Aa jest promieniem kompasu równikowego.

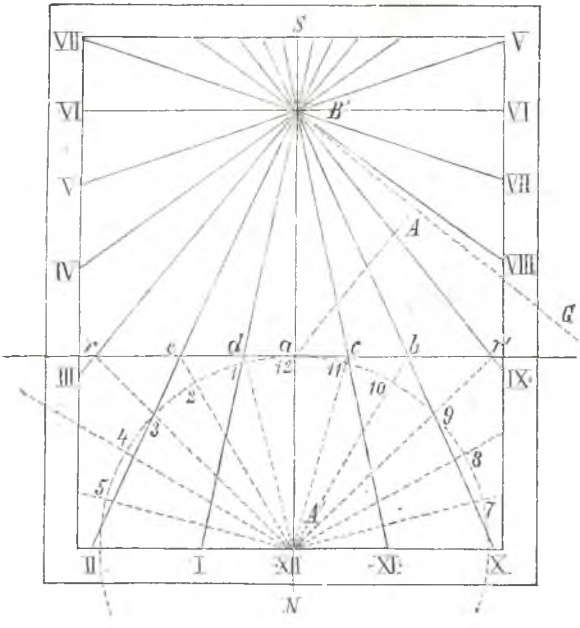


Fig. 65.

Odcinamy na linii południowéj aA' $= a$A i koło, zakréślone promieniem A'a, dzielimy na 24 równe części; przedłużając linije godzinne A'1, A'2, A'3 i t. d. do przecięcia się ze śladem płaszczyzny wiérzchołkowéj piérwszéj rr' i łącząc punkty przecięcia b, c,

d, *e* i t. d. z punktem B′, otrzymamy ślady cienia w odpowiednich godzinach *).

Stolik kompasu, jako wystawiony na zmienne wpływy powietrza, powinien być kamienny; w tym razie linije godzinne po ich wyrysowaniu utrwalają się przez wykucie odpowiednich rowków, na linii zaś południowéj osadza się metalowa wskazówka w postaci trójkąta (fig. 66), tak aby kant jéj główny przedstawiał kierunek osi świata i zagłębiał się w kamień w punkcie B′ (fig. 65).


Fig. 66.

Ponieważ kompas wskazuje czas słoneczny prawdziwy, przeto dla zregulowania z nim zegaru, wskazującego czas średni, należy w chwili południa prawdziwego do 12 godzin dodać, uwzględniając znak właściwy, równanie czasu poprzednio podane (us. 83).

85. Kalendarz. Mówiliśmy już (us. 81), że przeciąg czasu, jakiego potrzebuje słońce w swym pozornym ruchu, aby powróciło do punktu równonocnego, z którego wyszło, zowiemy rokiem zwrotnikowym. Należy zaś go nazywać «zwrotnikowym» dla odróżnienia od roku «gwiazdowego» i «anomalistycznego», których znaczenie późniéj (us. 87, 95) poznamy.

Niespółmierność czasu obiegu środka ziemi po orbicie z czasem jéj obrotu około osi (us. 81) jest powodem, że słońce, wyszedszy z pewnego punktu ekliptyki w jednym roku w południe, nie dokonywa 360° swego obiegu podczas 365 dni, t. j. nie kończy tego obiegu w południe. Tak np. z tablicy długości słońca (us. 66) widzimy

1885 r. 1 stycznia w południe $\odot = 281^0\,15',5$
1886 r. „ „ $\odot = 280^0\,59',7$;

brak więc jeszcze 15′,8, t. j. prawie $\frac{1}{4}$ dnia, aby słońce całe 360° obiegło. Rok zaś «cywilny», regulowany obiegiem ziemi, tylko na całe dnie liczony być może. Przyjmując tylko 365 dni na rok z opuszczeniem $\frac{1}{4}$ części dnia,

*) Do kreślenia kompasów na różnych powierzchniach Wojciech Jastrzębowski obmyślił przyrząd mechaniczny, zbudowany na zasadzie ogólnéj narzędzi układu równikowego. Opis tego przyrządu i jego użycie znajdują się w jego dziełku wydanym w Warszawie w r. 1843 p. t. «*Kompas polski*».

doszlibyśmy do tego, że np. dzień 22 czerwca po latach 720 przypadłby podczas przesilenia zimowego. Dlategoteż oddawna starano się tak urządzać rachubę roku, aby, po uzbiéraniu się całego dnia z tych czwartych jego coroku części, zaliczać go jako dzień nadmiarowy do roku bieżącego i tym sposobem nazwę dni utrzymać w zgodzie z warunkami fizycznymi ziemi, regulowanymi jéj miejscem na orbicie. Zbiór pewnych w téj mierze przepisów zowiemy kalendarzem.

W starożytnym Egipcie, skąd rachuba czasu przeszła do Rzymian, liczono 365 dni na rok; już więc po 4 latach prawie zbiérał się dzień cały, o który prawdziwe położenie ziemi różniło się od przyjętéj rachuby. Długość roku kalendarzowego Egipcyjan, jako wynosząca 365 dni, krótsza była od prawdziwego (us. 83) o 0,24220 dnia.

Piérwszą poprawę w tym kalendarzu wprowadził, idąc za wskazówkami astronoma Sosigenesa, Julijusz Cezar w r. 46 przed Chr., poleciwszy dla wyrównania błędu co 4 lata dodawać w miesiącu lutym jeden dzień, tak iż w okresie cztéroletnim miesiąc luty, mający po 28 dni przez 3 lata, zwane zwyczajnymi, w czwartym roku, tak zwanym przestępnym, albo przybyszowym, miał dni 29.

Tak urządzony kalendarz, zwany Julijańskim, przyjął sobór Nicejski w r. 325, postanowiwszy dzień 21 marca, w którym owego roku przypadło przejście słońca przez punkt równonocny, przyjąć za początek wiosny astronomicznéj. Gdy zarazem rok 325-ty uznano za piérwszy w okresie cztéroletnim, z łatwością przyszło oznaczać lata przestępne: 328, 332 i t. d., gdyż liczby, je oznaczające, są podzielne przez 4. Przyjęta w tym rachunku średnia długość roku wypada 365,25 dnia; dłuższa więc jest od prawdziwéj o 0,00780 dnia; wskutek tego, wiosna kalendarzowa spóźnia się coraz więcéj w porównaniu z prawdziwym położeniem ziemi na orbicie.—Rachunek kalendarza Julijańskiego utrzymał się bez zmiany aż do r. 1582, t. j. trwał 1257 lat, w ciągu których z rocznego ułamka 0,00780 dnia uzbiérało się spóźnienie tak znaczne, że w r. 1582 w dniu przejścia słońca przez punkt wiosenny kalendarz wskazywał 11 marca, zamiast 21; spóźnienie bowiem roczne 0,00780 dnia $\times$ 1257 daje 9,8 dnia.

Wtedy to, wskutek postanowienia (na podstawie obliczeń, których dokonał astronom Lilius) papieża Grzegorza XIII, naprzód zmieniono odrazu datę 5 października r. 1582 na 15 października, aby owe 10 dni spóźnienia wynagrodzić, a następnie poprawiono rachubę dni przestępnych na przyszłość w taki sposób, iżby owego spóźnienia uniknąć. A mianowicie, ponieważ różnica długości roku prawdziwego od Julijańskiego wynosi 0,00780 dnia, przeto w ciągu 400 lat zbierze się około 3 dni, które należałoby z rachuby wypuścić. Wypuszczenie to w ten sposób się dokonywa, że, gdy w rachubie Julijańskiéj wszystkie lata końcowe stuleci, t. j. lata

1600, 1700, 1800 i t. d., powinny być przestępne, jako podzielne przez 4, to w kalendarzu Gregoryjańskim uważają się z nich te tylko za przestępne, których setki przedstawiają liczby, podzielne przez 4, a tym sposobem z 4 lat

1600, 1700, 1800, 1900

tylko piérwszy rok jest przestępny, trzy zaś pozostałe są zwyczajne. Pozostawiając więc niezmienioną koléj czteroletnią lat przestępnych, przyjętą w Julijańskiéj rachubie dla wszystkich lat, nie będących końcowymi stuleci, a co do tych ostatnich stosując tylkoco wypowiedziane prawidło, zmniejszamy długość średnią roku Julijańskiego (365,25 dnia) i przyjmujemy w roku Gregoryjańskim średnio 365,2425 dnia (t. j. 146 097 dni w ciągu 400 lat).—Według więc kalendarza Gregoryjańskiego nie wypada średnio na rok 365,24220 dnia; z różnicy 0,00030 dnia w ciągu trzech tysięcy lat przeszło uzbiéra się cały dzień, który znowu trzeba opuścić.

Kalendarz Gregoryjański, czyli rachuba czasu tak zwana «nowego stylu» (n. s.), po ustanowieniu go w r. 1582 bullą papieską został wkrótce wprowadzony do krajów katolickich (do Polski w r. 1586). Protestanci przyjęli go dopiéro w wieku XVIII. Kalendarz zaś Julijański, czyli rachuba czasu «starego stylu» (v. s.) używanym jest dodziś w Rosyi, Grecyi i wogóle przez wyznawców obrządku wschodniego.

Kalendarz żydowski, istniejący w obecnym stanie od ostatniego wygnania Żydów z Jerozolimy, opiéra się na roku księżycowym, złożonym z 12 okresów obiegu księżyca, t. j. ma około 354 dni; dla zrównania jednak roku księżycowego z rokiem słonecznym przyjęty jest okres 19-letni, w którym jest 7 lat przestępnych, mających po 13 miesięcy, i 12 lat zwyczajnych po 12 miesięcy. Lata zwyczajne w pewnéj kolei mają po dni 353, 354, 355, lata zaś przestępne po 383, 384, 385, jako dłuższe o cały miesiąc. W peryjodzie 19-letnim lata przestępne są skolei 3-ci, 6, 8, 11, 14, 17 i 19-ty. Przy bardzo zawiłéj rachubie, jaką kalendarz żydowski przedstawia, średnia długość roku nie jest w nim mniéj do prawdy zbliżoną od długości roku według innych kalendarzy; wynosi ona 365,24682, t. j. zajmuje miejsce pośrednie między rokiem Julijańskim a Gregoryjańskim.

Kalendarz perski, oddawna już będący w użyciu, dokładnością swą przewyższa rachubę czasu, zaprowadzoną w Europie. Okres przez Persów przyjęty wynosi 33 lata, z których 28 lat liczy się tak jak w kalendarzu Julijańskim, t. j. 3 zwyczajne a czwarty przestępny, z pozostałych zaś pięciu lat cztéry są zwyczajne a piąty przestępny, poczym wraca cały okres 33-letni od początku. Tym sposobem średnia długość roku wypada 365,24240; z różnicy 0,00020 dnia dopiéro po 5000 lat mogłaby się zebrać jedna doba, którąby opuścić wypadło.

Kalendarz turecki opiéra się na roku księżycowym, rachuba zaś lat zaczyna się od daty ucieczki Mahometa, t. j. od 16 lipca r. 622 naszéj ery. Dwanaście obiegów księżyca stanowi rok, mający dni 354, tak iż Nowy Rok w Turcyi (piérwszy Moharrem) corocznie o 11 dni wyprzedza zwykłą słoneczną rachubę, przypadając we wszystkich skolei porach roku. W ostatnich dopiéro latach wprowadzono tam do rachowania czasu zwykłego kalendarz Julijański. —

Jak widzimy, wszystkie przyjęte wartości średniego roku różnią się od wartości prawdziwéj, co uwydatnia następujące zestawienie długości średniéj roku:

starożytnych Egipcyjan		365	dni
kalendarza	Julijańskiego	365,25	„
„	żydowskiego	365,24682	„
„	Gregoryjańskiego	365,2425	„
„	perskiego	365,24240	„
prawdziwa		365,24220	„

Długość jednak ostatnia nie jest także bezwzględnie stała; zmienia się ona w ciągu wieków, choć w granicach bardzo małych, bo około 5 sekund na 1000 lat (us. 87), jak o tym rachunki Laplace'a, a potym Bessel'a przekonały. Ta jednak mała różnica, pochodząca od hamującego działania planet na kulę ziemską, nie ma dla powyższéj kwestyi praktycznego znaczenia.

Okresy kalendarzowe. Niespółmierność czasu obrotu ziemi około osi z czasem jéj obiegu około słońca, a przytym, jak poniżéj zobaczymy, każdéj z tych wielkości z czasem odmian księżyca, wywoływała od bardzo dawna próby połączenia tych trzech podziałów w pewne oznaczone «okresy». Natura jednak tych zjawisk z trudnością się do rozwiązania tego zadania nadawała; stądto, jak widzieliśmy, powstało tyle różnych sposobów liczenia czasu. Ślady zagmatwania w tych usiłowaniach przetrwały do dziś w zmiennéj ilości dni w miesiącach. Ponieważ okres odmian księżyca wynosi przeszło 29 i pół dnia, przeto oddawna starano się dla wyrównania w jednym miesiącu pomieszczać 29, w drugim 30 dni, skąd powstały miesiące księżycowe «niepełne» i «pełne».

Większość tak utworzonych okresów ma dziś zaledwie znaczenie historyczne; przytoczymy tu tylko te, które dotąd mają pewne zastosowania.

Okres słoneczny. Oznaczając piérwsze 7 dni roku literami *a*, *b*, *c*, *d*, *e*, *f* i *g* i powtarzając to dla następnych tygodni, otrzymujemy w ciągu roku stałą literę dla pewnéj nazwy dnia w tygodniu, wyjąwszy rok przestępny, w którym dzień 24 lutego oznacza się tą samą literą, co i 23 lutego. Ponieważ jednak w roku jest 52 tygodnie i albo 1 dzień albo dni 2, przeto coroku litery właściwe oddzielnym dniom w tygodniu zmie-

niać się będą i dopiéro po 28 latach znowu w tym samym porządku powrócą. Litera przypadająca na Niedzielę, coroku inna, zowie się literą niedzielną. Rok przestępny ma oczywiście 2 litery niedzielne, jednę do 23 lutego, drugą od 24 lutego do końca roku. — Ten okres 28 lat nazywa się okresem słonecznym, a ponieważ początek jednego takiego okresu przyjmuje się na 9 lat przed naszą erą, przeto danemu rokowi n odpowié, jako liczba porządkowa w tym okresie, reszta z podzielenia liczby $n+9$ przez 28. Oczywiście, że ta liczba porządkowa jest w związku z literą niedzielną (przyjmuje się, że w r. 1-ym naszéj ery przypadała litera niedzielna b); odpowiednia zależność jest stała dla kalendarza Julijańskiego, a w Gregoryjańskim, raz zmieniona z przyczyny opuszczonych dni przy reformie, zmienia się daléj z powodu zwyczajnych końcowych lat stuleci.

Okres Metona czyli księżycowy. Nieład w rachowaniu czasu u Greków w znacznéj części usunął Meton w V wieku przed Chr., obliczywszy, że w ciągu 19 lat odmiany księżyca dokonywają się 235 razy, poczym w téjże saméj kolei na odpowiednie dnie wracają. Ułożył on wskutek tego okres ze 125 pełnych i 110 niepełnych miesięcy, a nadto połączył 12 lat po 12 miesięcy z 7 latami przestępnymi po 13 miesięcy, a tym sposobem długości miesiąca i roku w tym 19-letnim okresie wypadły odpowiednio:

$$\frac{125.30 + 110.29}{235} \text{ dn.} = 29{,}532 \text{ dn.}; \quad \frac{125.30 + 110.29}{19} \text{ dn.} = 365{,}263 \text{ dn.}$$

Meton, którego zasada do dziś jest utrzymana w kalendarzu żydowskim, zbliżył się wiele do prawdy, bo według dzisiejszych danych

235 lunacyj stanowi	6939 dni 16 godz. 31 m.,
19 zaś lat zwrotnikowych	6939 „ 14 „ 27 m.

Lata okresu Metona liczą się od 1-szego do 19-go, a miejsce, jakie rok w tym okresie zajmuje, zowie się liczbą złotą. Rok, poprzedzający naszę erę, jest przyjęty za początek okresu; łatwo przeto oznaczyć liczbę złotą, dodając jedność do liczby danego roku n i wyznaczając resztę z podzielenia téj sumy przez 19. Tak np.

$$\frac{1886+1}{19} = 99 + \frac{6}{19},$$

t. j. dla roku 1886 liczbą złotą jest 6, czyli, że ten rok jest szóstym w okresie Metona.

Oznaczenie świąt ruchomych. Liczba złota służy do oznaczania w różnych latach święta Wielkanocy, jedynego święta ruchomego, które w krajach chrześcijańskich z ruchem księżyca jest związane. Wielkanoc,

zgodnie z postanowieniem soboru nicejskiego w roku 325, obchodzi się w piérwszą Niedzielę po téj pełni księżyca, która albo przypada na porównaniu wiosennym, stale przy tym wyliczeniu przyjmowanym w dniu 21 marca, albo po nim następuje; jeżeli zaś pełnia przypada w Niedzielę, to Wielkanoc odkłada się na Niedzielę następną.

Dla oznaczenia więc Wielkanocy w pewnym roku potrzeba wiedzieć datę piérwszéj pełni księżyca po 20 marca. Po 19 latach okresu Metona wszystkie odmiany księżyca przypadają znowu na też same dnie roku; liczba zatym złota, litera niedzielna okresu słonecznego i odległość w dniach piérwszéj pełni roku od 1 stycznia są tu potrzebne.

Ostatnia z tych danych wynika z tak zwanéj w kalendarzach e p a k t y, czyli liczby, oznaczającéj «wiek księżyca» w dniu 1 stycznia, t. j. ilość dni od ostatniego nowiu do początku roku. Epakta, jako zależna od odmiany księżyca, ma również okres 19-letni Metona, a więc zmienia się razem z liczbą złotą. Ponieważ 12 obiegów księżyca przedstawia w liczbie całkowitéj dni 354, przeto jeżeli w d. 1 stycznia roku pewnego w okresie Metona wiek księżyca wynosi np. 1 dzień, to 1 stycznia roku następnego wiek księżyca powiększy się o 365 — 354 = 11 dni (po opuszczeniu ułamka), t. j. wiek księżyca wyniesie 1 + 11 = 12 dni, czyli dla owego roku epaktą będzie liczba XII. O tę liczbę 11 epakta corok się powiększa, a tylko ostatniego roku okresu Metona powiększa się o 12; zamiast zaś każdéj tak otrzymywanéj sumy, większéj od ilości dni miesiąca «pełnego», bierze się tylko nadmiar nad 30. Taka jest, bez żadnych zastrzeżeń, zasada obliczania epakt w kalendarzu Julijańskim, w którym się przyjmuje, że w każdym roku, którego liczbą złotą jest 1, epakta jest XI, przy liczbie złotéj 2 epakta XXII, przy liczbie złotéj 3 epakta III i t. d.

Błąd z powodu opuszczania mniejszych ułamków przy takim obliczaniu wieku księżyca wynosi na lat 19 zaledwie 1 godz. 28 m. 15 sek., tak iż dopiéro po latach 300 (zamiast dokładniejszéj liczby 310 lat), kiedy cały dzień się uzbiéra, o który nów księżyca się posunie, epakty o jedność należałoby powiększyć. Tego się jednak w kalendarzu Julijańskim nie robi, wskutek czego różnica między datami pełni kalendarzowéj i prawdziwéj może wynosić jeden lub więcéj dni.

Lilius w swych obrachunkach uwzględnił z powyższego powodu potrzebę zwiększania epakt co 300 lat o jedność, a także to, że na zmniejszenie ich wpływa okoliczność, iż z lat kończących stulecia nie wszystkie są przestępne. Wogóle, aby obliczyć epaktę t. z. Gregoryjańską na pewien rok, należy liczbę złotą, odpowiadającą mu, pomnożyć przez 11, od iloczynu odjąć największą możliwą wielokrotność 30-u, a od téj reszty (wrazie potrzeby powiększonéj o 30) odjąć dla lat od 1582 do 1699 liczbę 10, dla lat od 1700 do 1899 liczbę 11, dla lat od 1900 do 2199

liczbę 12. W wieku więc ubiegłym i bieżącym w ciągu każdego 19-letniego okresu Metona odpowiadają sobie w kalendarzu Gregoryjańskim:

liczba złota	1	2	3	4	5	6	7	8	9
epakta	0	XI	XXII	III	XIV	XXV	VI	XVII	XXVIII
liczba złota	10	11	12	13	14	15	16	17	18	19
epakta	IX	XX	I	XII	XXIII	IV	XV	XXVI	VII	XVIII

Obliczmy datę Wielkanocy n. s. np. w roku przestępnym 1884; dla tego roku, według powyższego, liczba złota jest 4, a odpowiednia epakta III, nadto litery niedzielne są *f* i *e*. Pierwsza pełnia: 15 dni — III = 12 stycznia; dodawszy 3 obiegi księżyca w całych liczbach, t. j. . . . . . . 89 dni (aż do pełni kwietniowéj), otrzymamy dni . . . . 101 od początku roku, czyli 14 tygodni i dni 3. Przy literze niedzielnéj *f*, dzień 1-go stycznia jest Wtorkiem; dzień więc 101-szy roku, t. j. 10 kwietnia ma literę *b* (przy literze niedzielnéj *e* od 24-go lutego), jest Czwartkiem; Wielkanoc zatym przypada 13 kwietnia.—Odpowiednie tablice ułatwiają ten rachunek, podany tu dla zrozumienia w najprostszéj formie *).

Sposób obliczania daty Wielkanocy wprost z liczby n, oznaczającéj rok, wskazał Gauss. Niepodając uzasadnienia takiego obliczania, przytoczymy tu tylko samo prawidło. Reszty z podzielenia liczby n oddzielnie przez każdą z liczb: 19, 4 i 7 nazwijmy odpowiednio: a, b i c. Oznaczmy następnie przez k i l dwie liczby: dla kalendarza Julijańskiego wciąż stałe, mianowicie:

$$k = 15, \quad l = 6,$$

dla kalendarza zaś Gregoryjańskiego tylko w pewnych okresach stałe, mianowicie **):

od r. 1700 do 1799 $k = 23$, $l = 3$,
od r. 1800 do 1899 $k = 23$, $l = 4$,
od r. 1900 do 2099 $k = 24$, $l = 5$.

Gdy jeszcze reszty z podzielenia liczby $19a + k$ przez 30 i liczby $2b + 4c + 6d + l$ przez 7 nazwiemy odpowiednio d i e, to dla obu kalendarzy w owym roku n Wielkanoc przypada

$$(22 + d + e) \text{ marca, czyli } (d + e - 9) \text{ kwietnia.}$$

Jednak, jeżeli Wielkanoc według tego rachunku wypadałaby 26 kwietnia, to ma ona w rzeczywistości miejsce 19 kwietnia, jeżeli zaś miałaby przypaść 25 kwietnia przy $d = 28$ i $a > 10$, to jest ona 18 kwietnia.

*) Różne dane kalendarzowe wraz z ich objaśnieniami są zestawione w pracy dyrektora obserwatoryjum w Krakowie, prof. dra F. Karlińskiego w tomie VIII *Rozpraw i sprawozdań z posiedzeń* wydz. mat.-przyr. akademii umiejętności w Krakowie (r. 1881).

**) k wzrasta o 1 gdy epakta zmniejsza się o 1; l wzrasta o 1 od każdego końcowego zwyczajnego roku stulecia.

Dla roku 1886 $= n$ mamy: $a = 5$, $b = 2$, $c = 3$, oraz według n. s. $d = 28$, $e = 6$; a zatym według n. s. w r. 1886 Wielkanoc przypada

$(22 + 28 + 6)$ mar. $= 56$ mar. $= 25$ kwiet., czyli $(28 + 6 - 9)$ kw. $= 25$ kwiet.;

według zaś s. s. $d = 20$, $e = 2$; a więc Wielkanoc przypada 13 kwietnia.

Następna tablica mieści w sobie epakty, litery niedzielne i daty Wielkanocy (n. s.) dla lat od 1882 do 1901:

1882	11 *a* 9 kw.	1887	6 *b* 10 kw.	1892*	1 *cb* 17 kw.	1897	26 *c* 18 kw.
83	22 *g* 25 m.	88*	17 *ag* 1 kw.	93	12 *a* 2 kw.	98	7 *b* 10 kw.
84*	3 *fe* 13 kw.	89	28 *f* 21 kw.	94	23 *g* 25 m.	99	18 *a* 2 kw.
85	14 *d* 5 kw.	90	9 *e* 6 kw.	95	4 *f* 14 kw.	1900	29 *g* 15 kw.
86	25 *c* 25 kw.	91	20 *d* 29 m.	96*	15 *ed* 5 kw.	01	10 *f* 7 kw.

Uwaga. Zgodnie z tym, cośmy mówili o różnicy w rachubie czasu w różnych miejscowościach na kuli ziemskiéj (us. 43, 47), łatwo zrozumiéć, że, biorąc chwilę pełni księżyca za podstawę rachunku świąt ruchomych, koniecznie trzeba ją odnieść do pewnego południka; w przeciwnym bowiém razie święta dla miejsc, nie na tym samym południku będących, mogłyby kiedyindziéj przypadać. Z tego powodu już na soborze nicejskim postanowiono, że do patryjarchy aleksandryjskiego ma należéć ogłaszanie dnia Wielkanocy, gdyż wówczas w Aleksandryi najpoważniéj uprawiano astronomiją. Z czasem wyznaczanie świąt ruchomych przeszło do papieży, a papież Klemens XI kazał w kościele N. Panny Anielskiéj (S. Maria degli Angeli) wykréślić południk i według tego «południka rzymskiego» wyznaczać się ma chwilę wiosennéj pełni, służącéj do określenia dnia Wielkanocy.

86. Kierunek osi ziemskiéj względem ekliptyki. Orbita ziemi, jakkolwiek bardzo wielka w porównaniu z rozmiarami ziemi, jest jednak tak mała stosunkowo do odległości gwiazd stałych, że możemy o niéj to samo powiedziéć, co już powyżéj nieraz było powiedziane o ziemi, iż dwa promienie widzenia, poprowadzone z dwu krańcowych punktów orbity do jednéj gwiazdy, mogą być uważane jako równoległe do siebie. Powierzchnia walcowa, którą oś ziemska jako tworząca zakréśla podczas rocznego obiegu, może być uważana za liniją wciąż schodzącą się z osią świata i skierowaną zawsze ku temuż samemu punktowi nieba dopóty, dopóki jéj nachylenie i położenie względem stałéj ekliptyki pozostaje niezmienione. Za to najmniejsza zmiana w kierunku nachylenia téjże osi względem punktów stałych ekliptyki da się wyraźnie ocenić z powodu wielkiego promienia kuli niebieskiéj; wówczas bowiém tak biegun, jak i wszystkie płaszczyzny oryjentacyjne i punkty kardynalne, z kierunkiem osi świata związane, zmienią swe położenia.

87. Precesyja. Dotychczas przypuszczaliśmy, że kierunki osi ziemskiéj w różnych punktach jéj drogi są do siebie równoległe; w takim razie punkty równonocne zawsze byłyby widoczne w tych samych miejscach nieba, o 180° od siebie odległych. Dla wyjaśnienia tego, weźmy spółrzędne równikowe kilku gwiazd stałych, liczone od punktu wiosennego, i przekształćmy je na spółrzędne ekliptyczne, t. j. na długość i szerokość (us. 62). Sprawdzając te ostatnie, przekonamy się, że we wszystkich latach szerokość tych gwiazd stałych pozostaje niezmienną, długość zaś wszystkich, od punktu wiosennego liczona, corok wzrasta przeszło o 50″. Wiedząc już, że kula niebieska nie jest całością jednolitą, mogącą rzeczywiście ulegać ruchowi tak ściśle jednostajnemu, musimy w tym zjawisku widzieć ruch punktu wiosennego po ekliptyce w stronę przeciwną, t. j. ruch wsteczny (us. 11), który według powyższego dowodzi pewnéj zmiany w położeniu osi ziemi; na tę bowiém zmianę położenia punktu równonocnego nie wpływa ruch postępowy ziemi. Wyobraźmy sobie na fig. 67-éj w środku kuli niebieskiéj ziemię Z z jéj układem równikowym RR′B i ekliptykę EAE′D, któréj biegunem jest pukt β. Punkty równonocne A i D, oddalając się ruchem wstecznym od gwiazd stałych o 50″ przeszło na rok, bez zmiany szerokości postępują po ekliptyce tak, że skolei przechodzą do punktów A′ i D′. Zjawisko to, oddawna znane pod nazwą cofania się punktów równonocnych, wskazuje, że równik RR′ właściwie zmienia swe położenie, przecinając się z ekliptyką w coraz innych punktach A′ i D′. Ponieważ zaś równik niebieski jest wprost zależny od położenia osi ziemi, przeto widocznie ta ostatnia zmienia swą pozycyją w ten sposób, że, zachowując kąt 66° 33′, jaki tworzy z płaszczyzną ekliptyki, zatacza kierunkiem swym BB′ stożek, przecinający się z kulą niebieską według koła B*nm*. Rzeczywiście, położenie bieguna niebieskiego B zmienia się bardzo powoli i w ten mianowicie sposób, iż biegun ziemi zakreśla pośród gwiazd stałych koło, którego

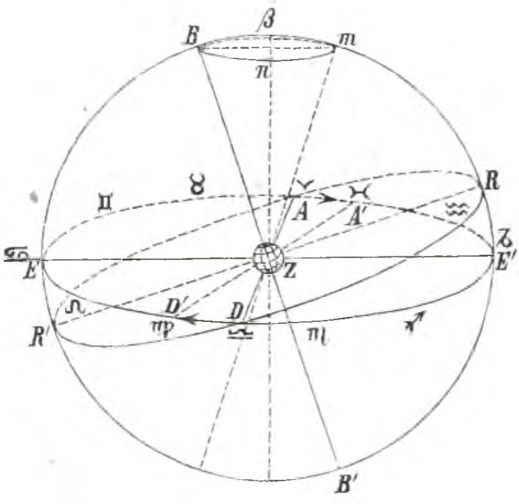


Fig. 67.

środkiem jest biegun ekliptyki, znajdujący się w gwiazdozbiorze Smoka. Koło to jest oznaczone na Tab. I. (Oczywiście, że przez «ruch osi ziemskiéj» rozumiéć należy ruch całéj kuli ziemskiéj.)

Całość tego zjawiska zowie się p r e c e s y j ą. Ruch ten osi ziemskiéj jest bardzo powolny. Biegun świata, znajdujący się dziś zaledwie o $1\frac{1}{2}$ stopnia od gwiazdy biegunowéj (α Ursae min.), za czasów Hipparcha (130 lat przed Chr.) był od niéj o 12^0 oddalony. Do zakreślenia całego tego koła biegun potrzebuje około 26 000 lat; za 12 000 lat najbliższą bieguna świetną gwiazdą będzie α Lutni.

Cofanie się punktów równonocnych sprawiło to, że punkt wiosenny, znajdujący się w znaku Barana i będący przed 2000 lat w gwiazdozbiorze tegoż nazwiska, dziś już jest w gwiazdozbiorze Ryb. Mimo to, zawsze się mówi, że punkt wiosenny przypada w piérwszym znaku, znaku Barana, i przyjmuje się go za zero koła ekliptyki. Wszystkie więc inne «znaki» również nie odpowiadają nazwom gwiazdozbiorów, w których się znajdują (por. us. 61), choć kiedyś od nich swe nazwy wzięły; obecnie znajdują się one w idących za nimi gwiazdozbiorach, t. j. np. znak Byka jest w gwiazdozbiorze Barana, znak Bliźniąt w Byku i t. d.

Wskutek precesyi:

1) Słońce po dokonaniu swego obiegu pozornego, zwanego rokiem zwrotnikowym (us. 81, 85), który reguluje fizyczne warunki ziemi, nie powraca do téj saméj gwiazdy, od któréj przed rokiem wyszło, gdyż punkt wiosenny przez ten czas cofa się o $50'',221$ na ekliptyce—powrót zaś słońca do téjże saméj gwiazdy kończy r o k g w i a z d o w y; jest on dłuższy od zwrotnikowego prawie o 0,014 dnia, gdyż wynosi 365,2563582 dnia, t. j. 365 d. 6 g. 9 m. 9,35 czasu średniego *).

2) Ponieważ punkt wiosenny, początek wznoszeń prostych, ciągle zmienia miejsce, zarówno jak i biegun, przeto spółrzędne równikowe gwiazd również się ciągle zmieniają i dlatego w katalogach gwiazd podany być winien rok, na który położenia ich są obliczone. Katalogi te są zatym efemerydami (us. 71), mającymi znaczenie dla danego roku; chcąc ich użyć w innym czasie, trzeba położenia gwiazd poprawić według zasad prawa precesyi. Tak np. w katalogu gwiazd na r. 1884 znajdujemy spółrzędne gwiazdy α Ursae majoris

$$\alpha = 10 \text{ g. } 56 \text{ m. } 33 \text{ s.} \quad \delta = +62^0\, 22'\, 37'',$$

na rok zaś 1874 były one

$$\alpha = 10 \text{ g. } 55 \text{ m. } 56 \text{ s.} \quad \delta = +62^0\, 25'\, 49''.$$

---

*) Według Hansen'a i Olufsen'a.

3) Z powodu ciągłéj zmiany równika i spółrzędnych, widok nieba dla pewnego poziomu z czasem, choć bardzo powoli, zmieniać się musi: pewne gwiazdy, które były okołobiegunowe, zaczynają zachodzić pod poziom, inne zaś przeciwnie; biegun przenosi się stopniowo coraz w inne miejsce, gwiazdy blisko niego będące oddalają się, zataczając coraz większe koła ruchu dziennego, inne zaś, przeciwnie, zbliżają się do bieguna.

4) Liczba 50″,211, wyrażająca wielkość corocznego cofania się punktów równonocnych, nie jest bezwzględnie stała, lecz podlega małym zmianom. Przeto długość roku zwrotnikowego jest także odpowiednio zmienna. Wzrost precesyi roczny wynosi, według Hansen'a + 0″,000 264 296 6; rok więc zwrotnikowy jest krótszy corocznie o $0^s,00595$. Gdy np. w r. 1800 precesyja była = 50″,2235, a długość roku zwrotnikowego = 365 d. 5 g. 48 m. 46,43 sek., przeto długość takiegoż roku w t lat po r. 1800 będzie

$$365 \text{ d. } 5 \text{ g. } 48 \text{ m. } 46{,}43 \text{ s.} - 0^s{,}00595 \, . t$$

i np. rok 1885 będzie miał 365 d. 5 g. 48 m. 45,94 sek.

88. Nutacyja. Droga kołowa bieguna nieba około bieguna ekliptyki nie jest właściwie tak jednostajna, jakbyśmy ją sobie z poprzedniego objaśnienia wyobrazić mogli. Punkt bieguna zbacza od okręgu tego koła w jednę i w drugą stronę w okresie 18 i pół lat, nie przestając ciągle dokonywać owego obiegu; właściwie więc ta droga bieguna ma kształt zbliżony do linii krzywéj, przedstawionéj na fig. 68-éj. To zbaczanie bieguna w obie strony powtarza się peryjodycznie w ciągu prawie lat 19. Zbaczania tego, podobnie jak i innych ruchów ziemi, nie czujemy; odbija się ono tylko na tle nieba w coraz zmienianym położeniu wyobrażalnego bieguna. Aby wyrozumiéć ten ruch osi, przypuśćmy chwilowo, że biegun nie dokonywa ruchu postępowego na kole pod wpływem precesyi zakréślanym, t. j. wyobraźmy sobie, że biegun około czasowo stałego punktu obiega, wskutek tylko owego zbaczania osi, małą elipsę ee' (fig. 69). Ta elipsa, przy postępowym ruchu bieguna po kole precesyi $pp'p''$, wydaje się właśnie krzywą EE′, częścią krzywéj na fig. 68-éj. Bradley ze zmian zboczenia gwiazd, zależnego od precesyi, wyrachował, że to wahanie ma miejsce w grani-

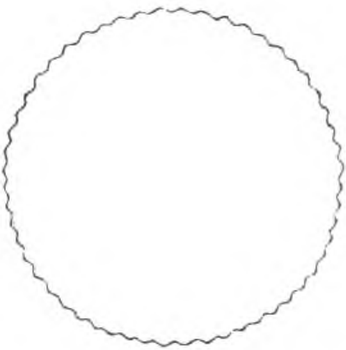


Fig. 68.

cach, zaledwie około 10″ łuku od siebie oddalonych. Ruch ten peryjodyczny osi ziemskiéj nazywa się nutacyją.

89. Wymiary orbity ziemskiéj. Paralaksa. Wobec niedostępności ciał niebieskich dla zwykłych miar bezpośrednich, podstawą ogólną wymierzania ich odległości od ziemi jest tak zwane złudzenie paralaktyczne (us. 34), opiérające się na tym zjawisku, że ciało niebieskie, widziane z dwu punktów ziemi, odbije się na tle kuli niebieskiéj w dwu różnych miejscach. Wyobraźmy sobie na fig. 70-éj dwu spostrzegaczów w miejscach a i a', leżących na jednym południku, których szerokości gieocentryczne (us. 51) są odpowiednio φ i φ', linije ich zaś wiérzchołkowe odpowiednio OZ i OZ′.

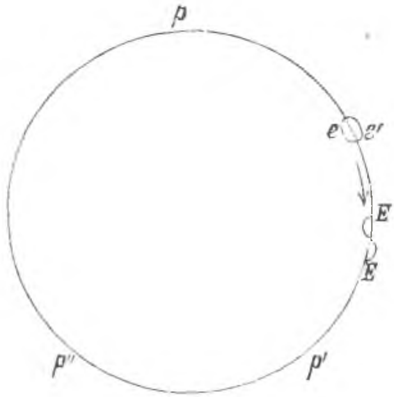


Fig. 69.

Widzą oni jedno ciało niebieskie, np. księżyc K, w dwu różnych punktach nieba: k i k', a kąt p, między promieniami widzenia zawarty, zowie się kątem paralaksy, albotéż wprost paralaksą ciała K dla podstawy aa'. Zmierzywszy odległości wiérzchołkowe ciała K w obu miejscach, z i z', łatwo oznaczyć kąt paralaksy; mamy bowiém w czworokącie $OaKa'$

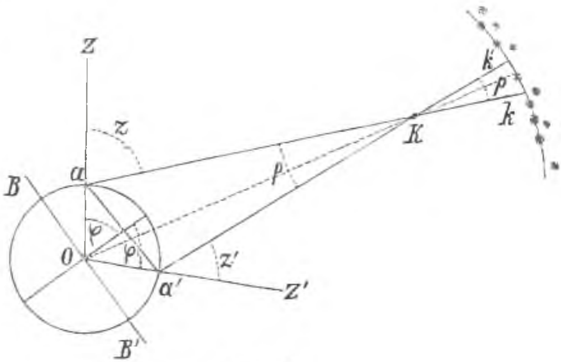


Fig. 70.

$$p = 360^0 - (\varphi + \varphi') - (180 - z) - (180 - z'), \text{ t. j.}$$
$$p = (z + z') - (\varphi + \varphi').$$

Mając zaś kąt p i długość cięciwy aa' południka, przy wiadomych kątach z i z', łatwo obrachować bok aK trójkąta aKa', a następnie, przy wiadomym promieniu ziemi Oa, można znaléść odległość OK ciała K od środka ziemi O.

Łatwo spostrzéc, że wmiarę powiększania się odległości ciała od ziemi przy niezmiennéj podstawie kąt paralaksy się zmniejsza, oraz że ze zwiększeniem się podstawy przy niezmienionym położeniu ciała kąt paralaksy się powiększa. Dla ujednostajnienia pojęcia paralaksy zgodzono się odnosić go do promienia ziemi jako podstawy.

Jeżeli ciało niebieskie znajduje się na poziomie ak (fig. 71) w punkcie K, to dwa promienie, idące od dwu spostrzegaczów w a i w a', tworzą kąt P, który zowiemy p a r a l a k s ą p o z i o m ą; spostrzegacz w a widzi ciało K na poziomie ak, spostrzegacz zaś w a' widzi K w zenicie. Zatym, *paralaksa pozioma gwiazdy jest kątem, pod jakim widzielibyśmy promień ziemski, patrząc nań ze środka téjże gwiazdy.*

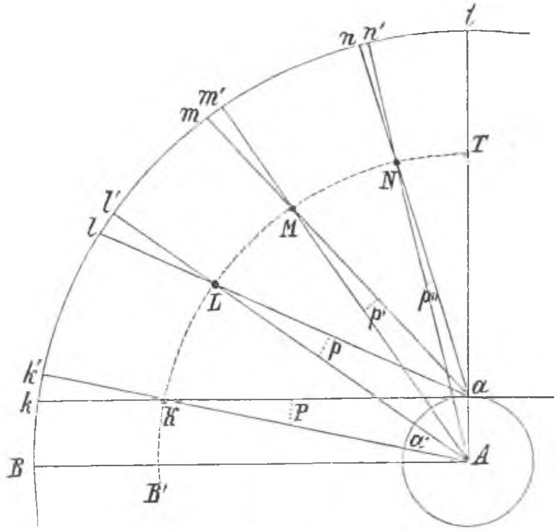


Fig. 71.

Gdy ciało znajduje się w pewnéj wysokości nad poziomem, np. w punkcie L, to kąt paralaksy aLA, odniesiony do tegoż promienia, zowie się p a r a l a k s ą w y s o k o ś c i: stopniowo on się zmniejsza wmiarę powiększania się wysokości kl, km, kn. Gdy nakoniec ciało jest w zenicie, to paralaksa wysokości jest równa zeru; wtedy bowiém tak spostrzegacz, będący w punkcie a, jak i ten, któryby mógł patrzéć ze środka ziemi, widzieliby obaj ciało T w jednym punkcie t.

90. Zmiana kąta paralaksy. W trójkącie LaA (fig. 71), w którym kąt $a\mathrm{LA} = p$ jest paralaksą wysokości gwiazdy L w punkcie spostrzeżeń a o poziomie ak, a kąt TaL $= z$ jest jéj odległością wiérzcholkową, mamy

$$\mathrm{AL} : a\mathrm{A} = \sin \mathrm{L}a\mathrm{A} : \sin p,$$

albo, oznaczywszy AL, odległość gwiazdy, przez d, zaś aA, promień ziemi, przez r, i zważywszy, że $\mathrm{L}a\mathrm{A} = 180^0 - z$,

$$d : r = \sin z : \sin p.$$

Ponieważ przy wielkich odległościach gwiazd ruchomych paralaksa p jest

zawsze bardzo mała, przeto, zamiast wstawy p przyjąwszy łuk jéj odpowiadający, miéć będziemy

$$p = \frac{r}{d} \sin z.$$

Gdy w tym ogólnym wyrażeniu przyjmiemy $z = 90^0$, to paralaksa wysokości staje się paralaksą poziomą, którą nazwijmy P, i $P = \frac{r}{d}$, co wstawiając w wyrażenie poprzednie, otrzymamy

$$p = P \sin z.$$

Ze znanéj więc paralaksy pozioméj gwiazdy, możemy, mnożąc ją przez wstawę odległości wierzchołkowéj téj gwiazdy, otrzymać odpowiednią jéj paralaksę wysokości.

Wobec zmieniającéj się wysokości gwiazdy wskutek ruchu dziennego, ten sposób obliczania jéj paralaksy wysokości, czyli wyznaczanie t. z. paralaksy dziennéj, ustawicznie wypada stosować.

Paralaksa pozioma, stale dla pewnéj gwiazdy oznaczona, zmienia się jeszcze wskutek różnéj odległości téjże gwiazdy na jéj drodze, jak to ma miejsce ze słońcem, zmieniającym ciągle swą odległość od ziemi. Z tego powodu przyjęto oznaczać paralaksę dla odległości średniéj, a mała poprawka dla odległości mniejszych i większych łatwo się wprowadza na mocy odwrotnéj proporcyjonalności średnic pozornych względem odległości (us. 66), a więc prostéj proporcyjonalności średnic względem kątów paralaksy, co także z określenia paralaksy poziomej wypada.

91. Wyznaczenie paralaksy ciał niebieskich. Wyznaczenie wielkości paralaksy odbywa się wogóle sposobem podanym w powyższym objaśnieniu jéj znaczenia na fig. 70-éj (us. 89). Wyznaczywszy z dwu odległych punktów ziemi, oile można na tymże południku leżących, odległości wierzchołkowe jednéj gwiazdy dla téj saméj chwili, otrzymujemy kąt $p = (z + z') - (\varphi + \varphi')$, a z niego oblicza się kąt paralaksy poziomej P, odniesionéj do promienia ziemi.

Dla ciał bliżéj ziemi będących sposób ten jest wystarczający. Już jednak dla słońca, z powodu jego odległości, otrzymujemy kąt tak mały, bo tylko kilka sekund wynoszący, że jakkolwiek dokładne jego mierzenie tym sposobem jest niemożebne. Najlepiéj tego dowodzi zestawienie wartości paralaksy słońca z dawniejszych czasów. Arystarch z Samos oznaczył ją na 3′, Keppler zniżył ją do 1′, Halley do 25″, a jeszcze te wartości są zawielkie; bezpośrednio więc nie daje się ona wyznaczyć. Sposoby zaś pośrednie polegają na tym, że bezpośrednio wyznacza się paralaksa ciał, bliżéj ziemi będących, np. księżyca, lub planet bliższych, a dopiéro na mocy ogólnych praw układu słonecznego, które późniéj poznamy, obra-

chowywa się paralaksa słońca. Tym sposobem Lacaille w połowie zeszłego wieku z wymierzonéj (fig. 70) paralaksy planety Marsa obrachował paralaksę słońca na 10″, wartość dość zbliżoną do prawdziwéj; późniejsze obrachowania również z obserwacyj Marsa w r. 1862 dały wartości od 8″,84 do 8″,96 i te są bardzo bliskie prawdziwéj, zgadzają się bowiem prawie z wartościami paralaksy, obrachowywanéj innymi drogami pośrednimi.

Przejścia planety Wenus przed tarczą słońca, o których przy opisie planet będzie mowa, dają najlepszą sposobność do dokładnego oznaczenia paralaksy téj planety, a pośrednio i słońca. Wartość otrzymana z takich obserwacyj w r. 1874 wypada średnio 8″,860. Do czasu sprawdzenia téj liczby zapomocą spostrzeżeń ostatniego w tym wieku przejścia Wenery w r. 1882, przyjmiemy *) za paralaksę słońca w średniéj jego od ziemi odległości:

8″,9.

92. Sprowadzenie położeń gwiazd do środka ziemi. Kąt paralaksy należy uwzględniać przy wyznaczaniu położenia gwiazdy. Oznaczając je bowiém w różnych miejscowościach ziemi, otrzymujemy ich t. z. położenia pozorne, ulegające paralaksie zależnéj od miejscowości; dla ujednostajnienia tych położeń należy je wszystkie zredukować do takich, jakimiby się przedstawiały ze środka ziemi, t. j. do t. z. położeń prawdziwych.

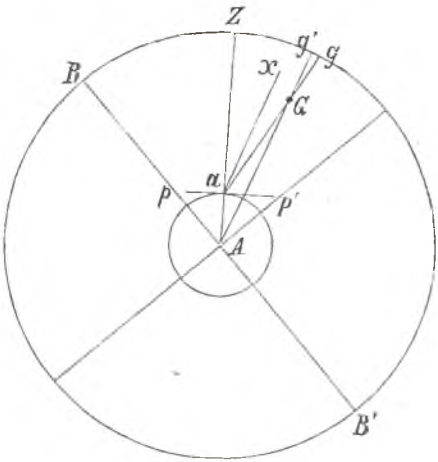


Fig. 72.

Gdy mamy oznaczyć zboczenie gwiazdy G (fig. 72), to z punktu a na ziemi mierzymy na południku jéj odległość wierzchołkową pozorną $Zag = z$; prawdziwa zaś jéj odległość wierzchołkowa jest $ZAg' = z'$. Ponieważ $z = Zax + xaG = ZAg' + aGA = z' + p$, przeto zmierzona odległość wierzchołkowa jest

*) Za podstawę do obliczeń odpowiednich w tym dziele przyjęta jest paralaksa słońca 8″,9. Zaznaczyć tu jednak należy, że w ostatnim czasie (r. 1885) większość astronomów, dla ujednostajnienia ogłaszanych ścisłych spostrzeżeń, przyjęła liczbę 8″,85, jako prawdopodobnie najbliższą wypadków ostatnich obliczeń; ta liczba jest także w większości kalendarzów astronomicznych podana.

większa od prawdziwéj o całą paralaksę wysokości p, którą odjąć należy (w odpowiednim rachunku również potrzeba szerokość gieograficzną zastąpić przez gieocentryczną, o któréj była mowa w us. 51). Paralaksa zatym zniża prawdziwe położenie gwiazdy na południku, nie wpływa jednak na zmianę wznoszenia prostego, bo gwiazda znajduje się w płaszczyźnie właściwego koła godzinnego; zewnątrz południka obie spółrzędne są przez paralaksę zmienione.

Paralaksa pozioma wpływa na wschód i na zachód gwiazd, zmieniając chwile obliczane dla poziomu astronomicznego. Z powodu tego złudzenia każdą gwiazdę (która ma paralaksę) widzimy wschodzącą późniéj, a zachodzącą wcześniéj. Tak na fig. 71-éj widzimy z a w chwili wschodu gwiazdę K w punkcie k fizycznego poziomu, kiedy ona już nad poziom astronomiczny AB podniosła się o kąt KAB. Toż samo złudzenie ma miejsce odwrotnie przy zachodzie. Z tego powodu oznaczenie obu tych chwil należy poprawić o ilość czasu, potrzebnego na przejście gwiazdy po łuku KB'. Wschód i zachód gwiazd stałych nie podlegają téj poprawie — nie mają bowiem gwiazdy stałe paralaksy, którąby można odnieść do promienia ziemi, gdyż one są tak odległe, że, jak wyżéj (us. 7) było objaśnione, promienie widzenia, do dwu najodleglejszych punktów ziemi od nich idące, nie dadzą się odróżnić od równoległych.

93. Odległość ziemi od słońca. Paralaksa pozioma służy głównie do wyznaczenia odległości gwiazd ruchomych od ziemi, oraz do wyznaczenia ich prawdziwéj wielkości z wielkości średnic pozornych. Dla oznaczenia odległości ziemi od słońca przyjmujemy paralaksę jego $= 8'',9$, odpowiadającą średniéj odległości, t. j. połowie osi większéj orbity ziemi. Jeżeli na fig. 73-éj ab jest promieniem ziemi $= 859,4$ mili

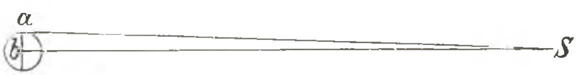


Fig. 73.

gieogr., a środek słońca jest w punkcie S, to kąt aSb będzie paralaksą słońca $= 8'',9$.

Przy tak małym kącie, jak $8'',9$, możemy, bez dającego się uczuć błędu, przyjąć, że łuk zakreślony promieniem $Sb = x$, równym odległości środka słońca od środka ziemi, odpowiadający temu kątowi, schodzi się razem z promieniem ziemi ab. Zważmy, że długość połowy okręgu koła, πx, odpowiada 180^0 czyli $648000''$, a więc w tym kole

$$1'' \text{ odpowiada długość łuku } \frac{\pi x}{648\,000}$$

$$8'',9 \quad \text{,,} \quad \text{,,} \quad \text{,,} \quad \frac{8,9\pi x}{648\,000} = ab = 859,4 \text{ m. g.},$$

skąd wypada $x = 859{,}4$ m. g. $\times \frac{648\,000}{8{,}9\pi} = 859{,}4$ m. g. $\times \frac{206\,264{,}98}{8{,}9} =$ $= 859{,}4$ m. g. $\times 23\,175{,}7 = 19\,917\,884{,}1$ m. g., czyli prawie 20 milijonów mil gieograficznych.

Z powodu téj małości kąta aSb, możemy przyjąć, że (wstawa kąta $8'',9 = 0{,}0000431223$):

$$x = \frac{ab}{\sin 8'',9} = 23\,189{,}8\,ab = 19\,929\,314{,}12 \text{ mili gieogr.}$$

Zapomocą podobnego postępowania, możemy odwrotnie, z wielkości kąta paralaksy ziemi, czyli pozornego promienia słońca (us. 66), znaléść wielkość prawdziwego promienia słońca; otrzymamy mianowicie:

promień słońca $= 93\,044{,}7$ mili gieogr.

Mając średnią odległość słońca od ziemi, z łatwością obliczymy przy pomocy stosunku pozornych średnic słońca (us. 68) wszystkie rozmiary orbity ziemi. W okrągłych liczbach wypadają one:

oś wielka drogi ziemskiéj $= 39\,858\,610$ mili gieogr.
odległość punktu przyziemnego (parigeum) $= 19\,595\,090$ m. g.
" " odziemnego (apogeum) $= 20\,263\,520$ m. g.
mimośród téj elipsy $= 334\,216$ m. g.

Liczby te są oparte na paralaksie $= 8'',9$. Gdy jednak niepewność paralaksy słońca do $0'',04$ dochodzi, przeto otrzymana z rachunku odległość słońca może się różnić od prawdziwéj o 90 000 mil blisko; z tegoteż powodu, aż do ostatecznego ustalenia wielkości paralaksy słońca, oznaczają średnią odległość słońca w okrągłéj liczbie na 20 milijonów mil gieogr.

94. Wymiary słońca. Prawdziwy promień kuli słonecznéj można także w inny sposób obrachować z paralaksy słońca i jego pozornego promienia. Gdy bowiem promień ziemi, widziany ze słońca, przedstawia się jako kąt $= 8'',9$, promień zaś słońca widziany z ziemi zmienia się od $977'',6$ do $945'',4$ (us. 66), czyli średnio jest $= 961'',5$, przeto

prom. słońca R : prom. ziemi $r = 961'',5 : 8'',9$

t. j.

$$R = 108{,}03\, r,$$

czyli promień kuli słonecznéj jest przeszło 108 razy większy od promienia ziemi, a tymsamym wynosi **92** 815,2 mil g. Liczba ta niewiele się różni od otrzymanéj inną drogą w us. poprzednim, t. j. od 93 044,7 m. g.

Ponieważ powierzchnie dwu kul są proporcyjonalne względem kwadratów promieni, a objętości względem sześcianów promieni, przeto łatwo wnieść, że powierzchnia słońca jest około 11 000 razy większa od po-

wierzchni ziemi, objętość zaś jego wyrównywa prawie 1 280 000 razy wziętéj objętości ziemi.

Rachunek, oparty na prawach siły przyciągania, którymito prawami późniéj się zajmiemy, doprowadza do wniosku, że masa słońca jest 322 000 razy większa od masy ziemi.

Z téj danéj i z wiadomego stosunku objętości tych dwu ciał otrzymamy średnią gęstość słońca, t. j. w przypuszczeniu, że ona w całéj kuli byłaby jednakowa,

$$\frac{322\,000}{1\,280\,000} = 0{,}25 \text{ gęstości średniéj ziemi.}$$

Gęstość więc słońca jest prawie 4 razy mniejsza od gęstości ziemi. Przyjmując zaś, według Cavendish'a, średni ciężar właściwy kuli ziemskiéj = 5,48, otrzymamy, jako ciężar właściwy słońca, liczbę 1,37.

95. Zmiana położenia orbity ziemi. Przy niezmienności rozmiarów orbity ziemskiéj, położenie jéj względem linii absydów, czyli osi wielkiéj, ciągle, choć bardzo powoli, ulega zmianie; mianowicie punkty przysłoneczny i odsłoneczny, końce osi wielkiéj, oddalają się corocznie ruchem prostym od punktu wiosennego o $0^0{,}0172$ t. j. o $1'\,1'',9$. Wskutek tego, okres czasu od przejścia ziemi przez punkt przysłoneczny do powrotu do tegoż punktu, zwany rokiem anomalistycznym (us. 85), dłuższy jest od roku zwrotnikowego o czas odpowiadający łukowi $1'\,1'',9$, t. j. o 0,01745 dnia. Punkt przysłoneczny tym sposobem oddala się corocznie od punktu wiosennego, przebiegając całą ekliptykę w ciągu 21 000 lat przeszło; położenie więc punktu przysłonecznego schodzi się kolejno to z punktami równonocnymi, to z punktami przesileń.

Ponieważ długość pół roku zależy od położenia linii równonocnéj względem osi elipsy, przeto owa długość nie jest stała. Gdy linija absydów schodzi się z liniją równonocną, to elipsa orbity jest przez liniją równonocną podzielona na połowy; wtedy półrocze letnie jest zupełnie równe zimowemu. Gdy zaś linija równonocna jest prostopadła do osi wielkiéj, wówczas zachodzi największa różnica długości tych dwu części roku. To położenie miało miejsce w r. 1250, w którym punkt przysłoneczny przypadał w znaku Raka ♋, jak to widzimy na fig. 74-éj, przedstawiającéj 4 główne położenia orbity ziemskiéj względem linii równonocnéj, uważanéj odpowiednio za nieruchomą. W celu uwydatnienia położeń postać orbity ziemskiéj jest nadmiernie wydłużona. Widzimy, że punkt przysłoneczny, który w czasie około 4000 lat przed Chrystusem był w znaku Barana ♈, w roku 1250 po Chr. przeszedł do znaku Raka ♋; w tym czasie największa była różnica między długością półrocza zimowego, odpowiadającego dla półkuli północnéj łukowi $ap'b$, i długością

półrocza letniego, dla téjże półkuli odpowiadającego łukowi *acb*. Odwrotnie zdarzy się dopiéro po upływie od r. 1250 po Chr. prawie 10 500 lat. Obecnie linija absydów od położenia swego w r. 1250 zaledwie o 10° się oddaliła, jak to przybliżenie wyznaczyliśmy w us. 68-ym.

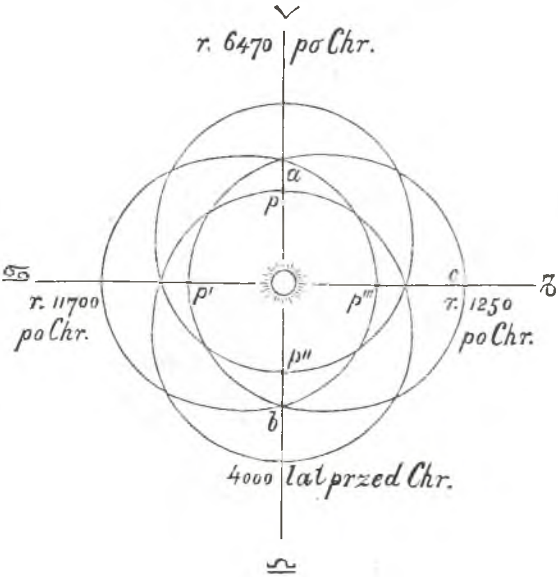
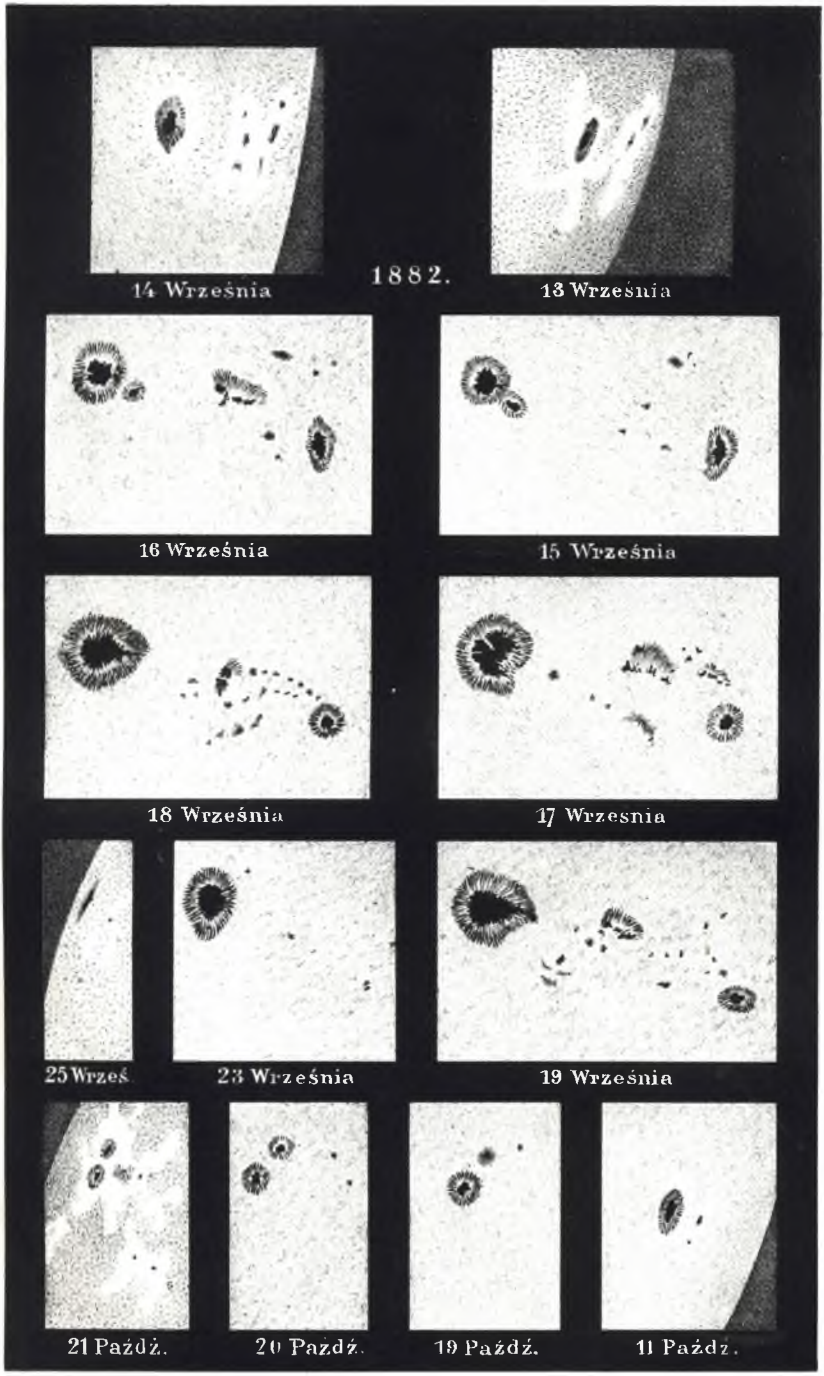


Fig. 74.

Na téj różnicy długości zimy i lata, trwającéj dla każdéj półkuli kilka tysięcy lat, oparł Adhémar swe przypuszczenie peryjodycznych potopów co 10 500 lat, przez które dłuższa zima na jednéj półkuli powinna zgromadzić tak znaczną ilość lodów biegunowych w porównaniu z inną półkulą, że one byłyby powodem zmiany położenia środka ciężkości kuli ziemskiéj i naruszenia równowagi oceanów. Nie rozbiérając téj kwestyi, która granic prostego przypuszczenia nie przechodzi, należy jednak przyznać, że ta powolna zmiana położenia orbity ziemskiéj nie pozostaje bez wpływu na równie powolną zmianę warunków fizycznych rozmieszczenia ciepła na obu półkulach ziemi.

96. Plamy słoneczne. Przypatrując się słońcu przez teleskop, opatrzony ciemnym szkłem dla zabezpieczenia oka od zbyt silnego blasku, przekonywamy się, że błyszcząca jego powierzchnia, czyli t. z. światłosfera (fotosfera), nie jest zupełnie gładka, lecz że jest jakby usiana bardzo drobnymi nierównościami. Nierówności te różnie się przedstawiają, stosownie do siły szkieł użytych. Zapomocą lunet średnich widać ziarna różnego kształtu, najczęściéj do elipsy zbliżonego, niekiedy wydłużone, o konturach najczęściéj niewyraźnych. Przy użyciu silniejszych teleskopów ziarna te przedstawiają się jako złożone z bardzo drobnych punktów błyszczących, których średnice wynoszą od 0″,3 do 4″; teto dla naszego oka małe ich wymiary są powodem niewyraźności konturów grup większych. Różnica zaś w świetle tych ziarn zdaje się zależeć od ich poło-



w Lit. W. Główczewskiego w Warszawie.

KOLEJNE PRZEMIANY GRUPY PLAM SŁONECZNYCH
podczas dwu obrotów słońca
W R. 1882.

żenia w różnych głębokościach światłosfery. Miejsca ciemne między ziarnami niekiedy rozszérzają się, tworząc tak zwane p o r y; są to prawdopodobnie przerwy w masie, stanowiącéj zewnętrzną powłokę słońca. Przerwy te są prawdziwymi otworami, a otaczające je błyszczące ziarna są powodem, że ich postać jest zwykle nieregularna. Obraz ziarnisty tworzący światłosferę przedstawiony jest na fig. 75-éj, rysowanéj z fotografii Janssen'a, dokonanéj w r. 1877 w obserwatoryjum w Meudon pod Paryżem.—Niekiedy ziarna przybiérają postać wydłużonych listków, nadto czasem skierowanych w pewną stronę całymi grupami. Zmiany te, odbywające się nieraz w oczach spostrzegacza, dowodzą wielkich wstrząśnień w warstwie światłosfery i wskazują, że ona się składa z materyi niezmiernie ruchliwéj.

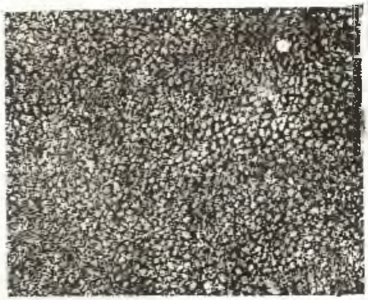


Fig. 75.

W téj powierzchni chropowatéj bardzo często tworzą się ciemne p l a m y nieregularnych kształtów i różnéj wielkości, niekiedy w grupy ułożone. Środkowe ciemne miejsce plamy zowie się j ą d r e m, obwódka zaś jaśniejsza, otaczająca jądro, jak na fig. 76-éj widziéć można, nazywa się p ó ł c i e n i e m. Plamy słoneczne zmieniają się ciągle tak co do kształtu jak i swéj wielkości. Na tablicy III przedstawione są zmiany jakim podlegała grupa plam w czasie od 13 września do 21 października r. 1882. Plamy drobne, czyli powyżéj już wzmiankowane «pory», rozszérzają się, a zlewając się z sąsiednimi tworzą plamy większe, które dłuższy czas trwają bez zmiany. Potym, w otaczającym jądro półcieniu widać powstające podłużne utwory w postaci listków, lub pozwijanych spiralnie jasnych płomieni; te, jakby wpływając do ciemnego jądra, zapełniają je powoli i zmniejszają wciąż plamę aż do zupełnego jéj zniknięcia. Takie utwory widać na fig. 77-éj, przedstawiającéj plamę znacznie powiększoną; cały półcień złożony jest z wąskich pasków jasnych, poskręcanych przy brzegach jądra w różnych kierunkach.



Fig. 76.

Przy brzegach tarczy słonecznéj plamy przedstawiają się jakby lejkowate wgłębienia, będąc tylko z jednéj strony półcieniem otoczone, przyczym często można w około nich dostrzéc jaśniejsze miejsca w posta-

ci nieregularnych smug jakby rozlanéj błyszczącej materyi; są to tak zwane **p o c h o d n i e** słońca (faculae). Na tablicy III widać je przy pla-



Fig. 77

mach, będących blisko brzegu tarczy 13 września oraz 21 października r. 1882.

97. Ruch plam.—Obrót słońca około osi. Jeżeli w ciągu pewnego czasu będziemy się codziennie przypatrywali jakiéjś plamie, to spostrzeżemy, że ona po tarczy słonecznéj przechodzi od wschodu na zachód, zakreślając w swym biegu liniją kształtu eliptycznego, zmieniającą się wraz z porami roku. Fig. 78-ma przedstawia taki przebieg jednéj z plam we wrześniu r. 1882; cały taki przebieg od jednego brzegu tarczy słonecznéj do drugiego trwa około 13 dni. Nieraz zaś po 14 dniach od zniknięcia plamy na zachodnim brzegu znowu ją spostrzegamy wynurzającą się na brzegu wschodnim. Na figurze 78-éj z powodu odwróconego w lunecie obrazu słońca wschodnia strona jest naprawo; w rzeczywistości jednak, gdy patrzymy na słońce wprost, nie przez lunetę, plama wynurza się na lewym brzegu. Ponieważ plamy nie są czymś oddzielnym od kuli słonecznéj, lecz są związane z błyszczącą jéj powierzchnią, przeto ich ruch pozorny jest objawem obrotu kuli słonecznéj około jéj osi.

Kształt eliptyczny dróg plam dowodzi pewnego pochylenia osi słońca do ekliptyki; spostrzegamy bowiém we wrześniu kształt elips wypukły ku dołowi i na zachód (fig. 79); w ciągu półrocza kształt ten się spłaszcza aż do linii prostéj w pierwszych dniach czerwca (fig. 80), następnie znowu

stopniowo staje się elipsą odwrotnie wypukłą, t. j. ku górze, a najwyraźniéj w piérwszych dniach marca (fig. 81).

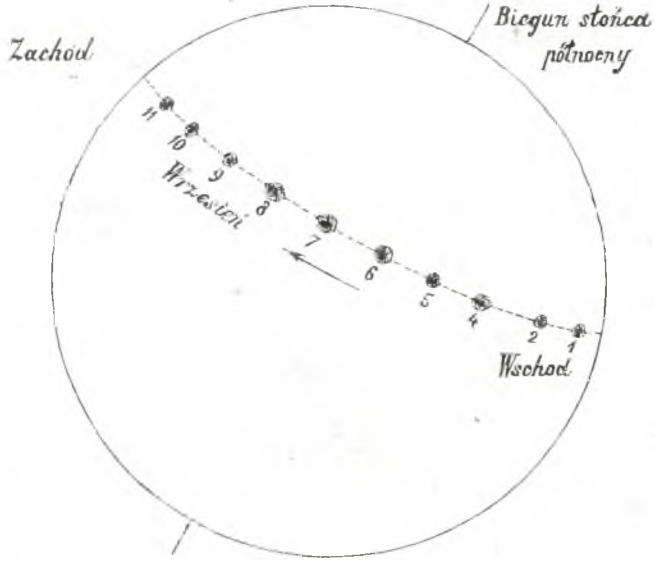


Fig. 78.

Niekiedy więc, jak we wrześniu (fig. 79), widzimy z ziemi biegun północny słońca; kiedyindziéj zaś, jak w marcu (fig. 81), widzimy jego

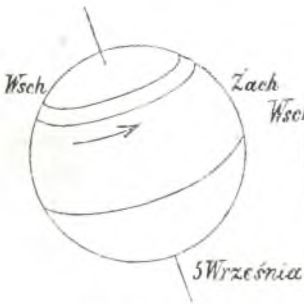


Fig. 79.

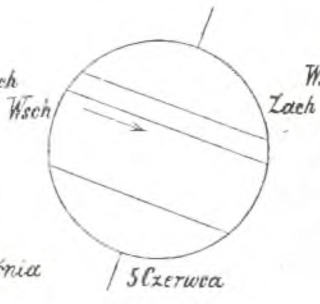


Fig. 80.

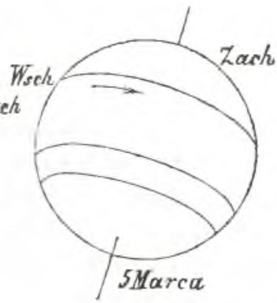


Fig. 81.

biegun południowy. Ponieważ we wrześniu, kiedy biegun północny słońca najwięcéj jest ku nam nachylony, ziemia znajduje się w znaku Ryb)(, przeto ku temu znakowi jest skierowane pochylenie osi słońca. Ze spostrzeżeń plam słonecznych, od czasu ich odkrycia przez Galileusza i Fabricius'a w r. 1611 aż do dzisiaj, wynika, że oś słońca nachylona jest do

ekliptyki pod kątem 82° 51′, i mianowicie ku punktowi ekliptyki w znaku Ryb, którego długość (od punktu wiosennego) wynosi 344° 30′.

Położenie to uwydatnia fig. 82-a, przedstawiająca ziemię w jéj cztérech głównych punktach. Z powodu nachylenia osi słońca BB′ do ekli-

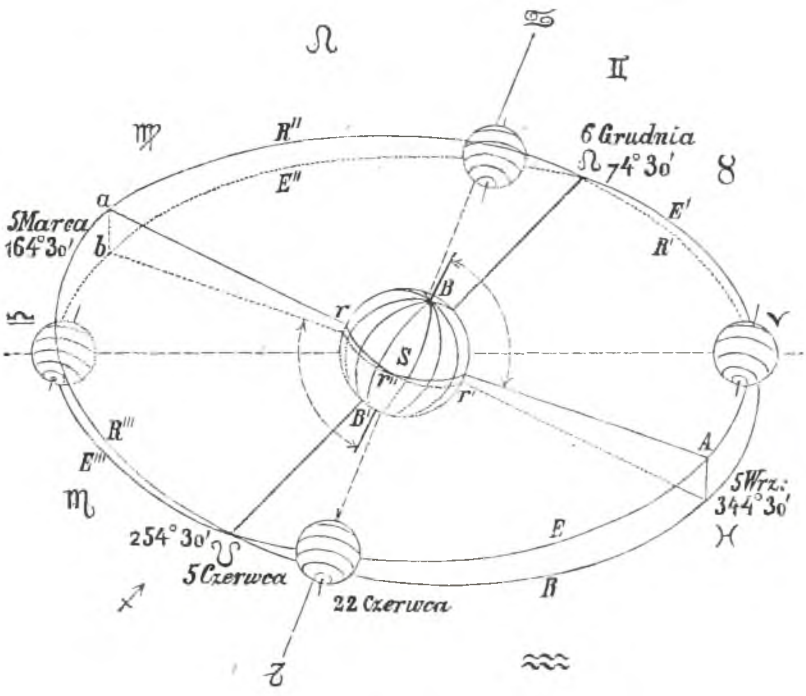


Fig. 82.

ptyki EE′E″E‴, płaszczyzna równika słonecznego *rr″r′*, którego przedłużenie przedstawia koło R, R′, R″, R‴, tworzy z ekliptyką kąt *aSb* = = 7° 9′. Przecięcie tych dwu płaszczyzn, t. j. linija ☊☋, zowie się liniją węzłów, z których jeden ☊ jest węzłem wstępującym, tu bowiém płaszczyzna równika wznosi się ponad ekliptykę, drugi ☋ węzłem sstępującym, w którym odwrotne zjawisko ma miejsce. Ponieważ w tych dwu punktach ziemia znajduje się jednocześnie i na ekliptyce i na płaszczyźnie równika słonecznego, przeto z tych punktów żadnego z biegunów słońca widzieć nie możemy, wskutek czego w téj porze drogi plam na tarczy przedstawiają się jako linije proste (fig. 80). W tych punktach ziemia znajduje się 6 grudnia i 5 czerwca, zaczym idzie to, że długość węzła wstępującego ☊ równika słońca wynosi (us. 66) 74° 30′; miejsce więc, ku któremu słońce jest nachylone, jest oczywiście o 90° oddalone od

tego punktu na wschód, t. j. znajduje się w znaku Ryb w punkcie A, mającego wyżéj podaną długość.

Widzieliśmy, że plamy w obrocie słońca w ciągu przeszło 27 dni wracają do tego samego punktu tarczy słonecznéj; ten czas więc byłby czasem obrotu słońca, gdyby ziemia była nieruchoma. Ponieważ jednak w ciągu tych 27 dni ziemia w tym samym kierunku przebiega około 27°, przeto czas obrotu słońca, na te 27° potrzebny, należy odjąć od owych przeszło 27 dni, aby mieć rzeczywisty czas całkowitego obrotu słońca. Wypada dlań 25 dni 5 godz. 36 min. średnio. Ruch plam nie jest jednostajny, ale zwalnia się wmiarę oddalania się plam od równika słonecznego. Jest to ważną wskazówką do poznania ich natury fizycznéj. Plamy widzimy prawie zawsze w bliskości równika słonecznego po obu jego stronach do 40° szerokości, liczonéj w podobny sposób, jak na ziemi, t. j. szerokości «helijograficznéj»; występujące poza tą szerokością są niezmiernie rzadkie. W tym pasie wmiarę odległości od równika czas obrotu plam zmienia się od 24,6 do 26,2 dni. Ta okoliczność jest już dowodem dostatecznym na to, że plamy nie są utworami stałymi na twardéj powierzchni słońca, lecz wynikami pewnych zmian fizycznych, odbywających się w substancyi ruchliwéj, elastycznéj; światłosfera więc musi być płynna lub gazowa, choć przez wysokie ciśnienie może być zgęszczona do stopnia na ziemi nieznanego.

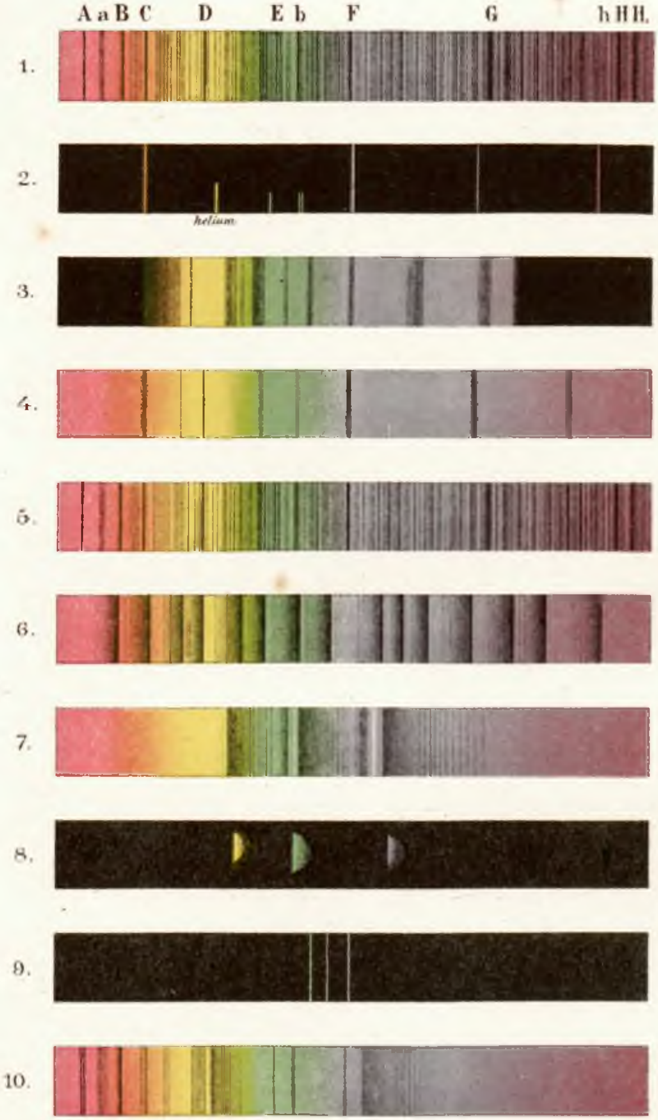
98. Teoryja plam Herschel'a. Na podstawie opisanych powyżéj spostrzeżeń Wilson postawił hypotezę o naturze plam, która, dopełniona następnie i rozwinięta przez Herschel'a i Arago, przetrwała całe stulecie i znana jest pod nazwą teoryi Herschel'a. Według téj teoryi, wnętrze słońca ma być ciałem stałym, ciemnym i chłodnym, otoczonym dwiema warstwami materyi, ukształtowanéj na podobieństwo chmur. Warstwa wiérzchnia, silniejszym blaskiem obdarzona, tworzy widzialną światłosferę, gdy warstwa wewnętrzna, ciemniejsza, daje początek półcieniom plam. Jądra plam są to proste otwory w wymienionych warstwach, przez które przegląda ciemne wnętrze słońca. Późniejsze jednak odkrycia z dziedziny fizyki, wszczególności zaś prace Kirchhoff'a teoryją tę obaliły.

99. Rozbiór widmowy słońca. — Przyrząd widmowy. Wiadomo z fizyki, że światło ciała rozżarzonego, stałego lub ciekłego, przepuszczone przez pryzmę, przedstawia całkowite widmo ciągłe, nieprzerwane ani ciemnymi ani jasnymi linijami, gdy tymczasem ciało gazowe rozżarzone daje widmo przerywane, składające się z linij jasnych, dla danego ciała świecącego charakterystycznych. Kirchhoff zrobił ważne odkrycie, iż te jasne linije stają się ciemnymi wtedy, gdy poza ciałem gazowym rozżarzonym umieścimy ciało stałe lub ciekłe, znacznie silniéj rozżarzone, i że

wówczas otrzymujemy widmo pełne, poprzecinane linijami ciemnymi, podobnie jak to ma miejsce w widmie słonecznym (linije Fraunchoffer'a). Przytym Kirchhoff dowiódł teoretycznie i doświadczalnie, że gaz rozżarzony wysyła promienie ściśle téjże saméj łamliwości jakie absorbuje, jeżeli przez niego przepuścimy zwyczajne światło białe. Otóż rozbiór uważny ciemnych prążek widma słonecznego w porównaniu z prążkami widm różnych gazów ziemskich wykazał, że te prążki są następstwem absorbcyi światła słonecznego, odbywającéj się we własnéj atmosferze słońca. Ilość prążek Fraunhofer'a, jaką dla niektórych pierwiastków w widmie słońca znaleziono, usuwa wszelką wątpliwość. Zapomocą bardzo drobiazgowych dochodzeń oznaczono ich dotąd dla żelaza 460, tytanu 200, wapnia 75, manganu 57, niklu 33, kobaltu 19, chromu 18, sodu 9, wodoru 5 i t. d. Pierwiastki te znajdują się więc w powłokach kuli słonecznéj i muszą być one w stanie gazowym, aby absorbcyja ta miała miejsce.

Wskutek tych badań Kirchhoff doszedł do wniosku, że słońce jest ciałem skropłonym, płynnym, w najwyższym stopniu rozżarzonym, otoczonym atmosferą gazową rozpaloną niższéj nieco temperatury. W atmosferze téj miejscowe zmiany temperatury wywołują zjawisko podobne do chmur naszych; górne warstwy tych chmur, stosunkowo chłodniejsze, stają się nieprzezroczystymi i tworzą jądra plam; ponad taką chmurą powstają z tychże powodów inne, większe i cieńsze chmury, które wyjaśniają nam zjawisko półciemi. Na poglądy te astronomowie nie zupełnie dziś się zgadzają, ale odkrycie, przez Kirchhoff'a dokonane, dozwalające nam z rozbioru widma danego ciała niebieskiego wnosić o składzie jego chemicznym, było pobudką do licznych prac nad naturą fizyczną zarówno słońca, jak i innych ciał niebieskich.

P r z y r z ą d w i d m o w y (spektroskop), dziś jeden z najważniejszych przyrządów, zapomocą których badania te się prowadzą, w zasadzie składa się z teleskopu i pryzmy, przez którą przechodzą załamując się promienie od danéj gwiazdy zanim dojdą do naszego oka. Siła rozpraszająca przyrządu zależy od ilości pryzm; do badania słabego światła gwiazd potrzeba ich dwu lub trzech. do rozbioru zaś światła słonecznego używa się ich kilkanaście. Udoskonalony spektroskop słoneczny przedstawiony jest na fig. 83-éj. Pierścień A przytwierdza się do teleskopu, aby obraz słońca padał na szczelinę przy *t*. Część optyczna narzędzia składa się właściwie z sześciu pryzm, ustawionych ruchomo na kole B; promień słońca SS', przeszedszy przez owę szczelinę, dochodzi kolejno przez pryzmy 1-szą, 2, 3, 4, 5 do 6-éj, w któréj całkowicie się odbija, i wracając przez pryzmy 5-tą, 4, 3, 2 i 1-szą wchodzi do lunety L, służącéj jako analizator; rozproszenie więc jest tak wielkie, jakby się odbywało w 12 pryzmach.



Widma ciał niebieskich:

1. Słońce. 2. Wyskoki słoneczne. 3. Planeta Uranus. 4. Syryjusz. 5. Arkturus. 6. ∝ Herkulesa. 7. Gwiazda 152 Schjellerupa. 8. Kometa z r. 1868. 9. Mgławica w Smoku. 10. Linije absorbcyjne atmosfery ziemi.

100. Otoczenie słońca. Jeżeli podczas całkowitego zaćmienia słońca doczekamy się chwili, w któréj ostatni jego skrawek skryje się poza

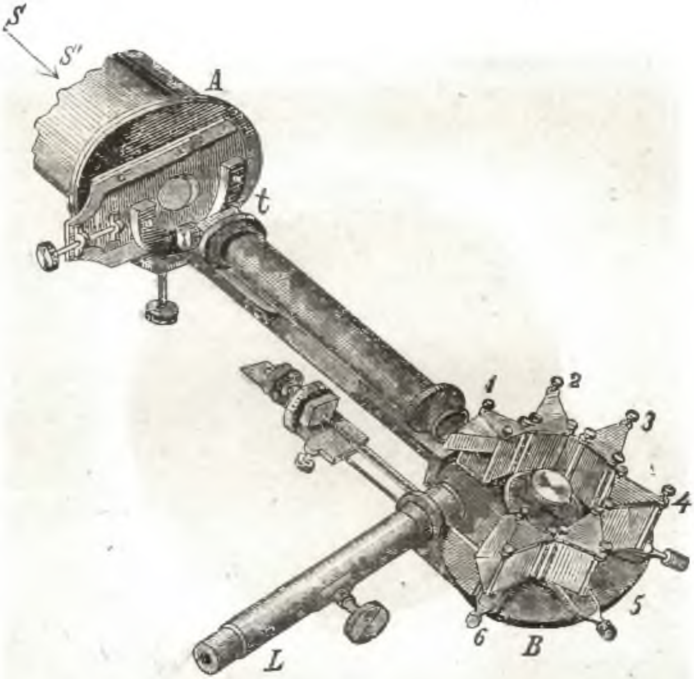


Fig. 83.
Przyrząd widmowy słoneczny.

księżyc, to oczom naszym przedstawi się widok nieopisanéj piękności i wspaniałości, który raz widziany nazawsze w pamięci naszéj pozostanie. Kula księżycowa, zupełnie czarna, wydaje się jakby zawieszona w powietrzu (fig. 84); wokoło niéj roztacza się pierścień łagodnego srebrzystego światła na podobieństwo aureoli, jaką średniowieczni malarze upiększają oblicza świętych. Światło to, zwane k o r o n ą, rozciąga się na znaczną w pewnych kierunkach odległość, przechodzącą nieraz średnicę słońca; wogóle jednak zarysy jego są nieregularne i przy każdym prawie zaćmieniu odmienne; co do natężenia zaś jest ono najsilniejsze przy podstawie, słabnie zaś wmiarę odległości od księżyca. Spośród téj korony z różnych punktów brzegu księżyca wyskakują słupy lub chmury płomieni różowego koloru najrozmaitszych kształtów, niekiedy często się zmieniających, które zowiemy p r o t u b e r a n c y j a m i albo w y s k o k a m i. Nakoniec

sam brzeg księżyca otoczony jest świetlnym krążkiem, także różowawéj barwy, z którego wyskoki owe występują, zwanym chromosferą.

Korona i wyskoki znane już były dawniéj astronomom (jest o nich wzmianka w *Philosophical Transactions* w r. 1773). Bliższe jednak zbadanie tych zjawisk w nowszych dopiéro nastąpiło czasach. Początek w tym względzie stanowią obserwacyje podczas całkowitego zaćmienia słońca w r. 1860 w Hiszpanii; z obserwacyj, tam dokonanych, prof. Adam Prażmowski, ówczesny adjunkt obserwatoryjum warszawskiego, przekonał się, że światło korony jest spolaryzowane, a zatym w części przynajmniéj odbite od słońca *). Przyrząd widmowy do badania tych powłok słonecznych zastosowany dopiéro został poraz piérwszy podczas zaćmienia słońca w r. 1868, obserwowanego w Indyjach. Jednym ze szczęśliwych



Fig. 84.
Widok zaćmienia całkowitego słońca 17 sierpnia r. 1879.

*) *Observation de l'éclipse total du soleil du 18 juillet 1860. (Comptes rendus* paryskiéj akademii nauk, r. 1860).



w Lit. W. Główczewskiego w Warszawie.

KSZTAŁTY WYBUCHÓW SŁONECZNYCH.

obserwatorów był francuz Janssen, który w piérwszéj chwili dostrzegł, że wyskoki składają się przeważnie z masy rozżarzonéj gazu wodorowego i że są dosyć jasne, aby mogły być badane spektroskopem nietylko podczas zaćmienia słońca, ale w każdym czasie, skoro możemy przyrząd ten zwrócić na słońce. Do tegoż wniosku doszedł téż, niezależnie od Janssen'a, astronom angielski Lockyer, który nie brał nawet udziału w obserwacyjach nad wspomnianym zaćmieniem słońca. Odtądtéż badania widmowe przedsięwzięte zostały prawie we wszystkich obserwatoryjach Europy i Ameryki.

Badania te przekonały, że wyskoki mają łączność z cienką powłoką, otaczającą na kilka sekund całą powierzchnią słońca, którą poznaliśmy wyżéj pod nazwą chromosfery — że są one tylko wystającymi częściami téj powłoki. Chromosfera przeto stanowi jakby atmosferę słońca, któréj części tu i owdzie w postaci słupów lub chmur płomienistych wznoszą się nieraz do znacznéj wysokości. Składową częścią górnych warstw atmosfery jest przeważnie wodór, niżéj zaś znajdujemy pary znacznéj ilości metali, jak: żelaza, magnezu i t. p. Blisko podstawy, gdzie pary metaliczne występują najczęściéj i najwięcéj zgęszczone, następuje absorbcyja promieni słonecznych, która wywołuje ciemne linije Fraunhoffer'a w widmie słonecznym (Tab. IV fig. 1-sza). Young dostrzegł samę tę warstwę gazów metalicznych podczas zaćmienia słońca w r. 1870; przy samym bowiém początku zaćmienia całkowitego, gdy przez chwilę widoczna była podstawa chromosfery, ujrzał on na wąskim pasku u jéj spodu wszystkie linije widmowe, odwrócone, t. j. jasne na tle ciemnym.

Wyskoki przedstawiają wogóle ten sam skład chemiczny, co i chromosfera. Fig. 2-ga w tab. IV podaje widmo wyskoków słonecznych, w którym, oprócz znanych prążek wodoru, oraz paru prążek żelaza i magnezu, widać zwykle prążkę żółtą, błyszczącą, leżącą blisko linii sodu, która nie ma odpowiedniéj w widmach pierwiastków znanych; domyślny odpowiadający téj linii pierwiastek nazwano «helium».

Co do formy dzielą wyskoki zwykle na dwie klasy. Jedne z nich, podobne do chmur, składają się prawie z czystego wodoru, zdradzając wznoszeniem się w górę wstrząśnienia, dokonywające się w saméj chromosferze. Drugie zaś, wybuchowe, zawiérają w sobie pary żelaza, magnezu, wapnia i wielu innych pierwiastków, zawsze z gazem wodorowym pomieszane. Wyrzucane są one z głębi słońca i przedstawiają prawdziwe wybuchy rozżarzonych par metalicznych. Różnorodne ich postaci, na Tab. V przedstawione tak, jak je przyrządem widmowym widziéć można, zgadzają się w zupełności z przypuszczeniem ich wybuchowego pochodzenia. Na tych rysunkach warstwa pozioma, z któréj wybuchy powstają, jest samą chromosferą, zewsząd kulę słońca otaczającą; niekiedy jest ona

gładka, kiedyindziéj znowu najeżona drobnymi płomieniami, od których oderwane części wybuchów swobodnie się w atmosferze słońca unoszą. Taką oderwaną chmurę par metalicznych, obserwowaną przez Tacchini'ego 3 września roku 1871, wyobraża ostatni rysunek na dole Tabl. V. Wysokość wybuchów słonecznych od najmniejszych, t. j. wynoszących 20″, 30″, dochodzi do 4′, 6′, t. j. do wielkości około 13 średnic ziemskich. Wybuchy słoneczne najczęściéj dają się widzieć w bliskości plam przybrzeżnych i pochodni, i, tak z powodów częstości pojawiania się, jakoteż ze względu, iż one mają miejsce około równika w pasie powyżéj (us. 97) wskazanym, są bezwątpienia w przyczynowym związku z plamami i pochodniami.

Rozbiór widmowy plam przy zwężonéj szczelinie przyrządu widmowego prowadzi do zaznaczenia dwu najważniejszych dla zrozumienia ich natury okoliczności, a mianowicie: 1) najczęściéj prążki ciemne metalów na obszarze przez plamę zajętym są ciemniejsze i rozszérzone, tak iż niektóre przedstawiają się jakby płaskie owale, najczęściéj w środku jądra plamy, co wskazuje na wzmocnioną absorbcyją światła słonecznego przez gazy więcéj zasłaniające, a więc prawdopodobnie chłodniejsze; 2) niekiedy, a przynajmniéj chwilowo, prążki zwykle ciemne naraz zmieniają się w błyszczące, co wskazuje, że w miejscu saméj plamy, przez ochłodzone gazy utworzonéj, mogą mieć miejsce wybuchy rozpalonych gazów otworami w światłosferze dla nas niewidzialnymi, ale w okolicy plamy położonymi. Fig. 85-a przedstawia część takiego widma plamy w okolicy prążek sodowych $D_1 D_2$; smuga pozioma ciemna pochodzi od plamy; na niéj właśnie widać obie linije sodowe mocno rozszérzone, mające pośrodku jasne prążki sodu, świeżo pośród plamy wybuchającego w stanie rozżarzonego gazu. Prążki żelaza i magnezu znajdujemy bardzo często na miejscach plam rozszérzone i ciemniejsze, co również świadczy o chłodniejszym stanie tych gazów, w którym silniejsze pochłanianie światła ma miejsce.

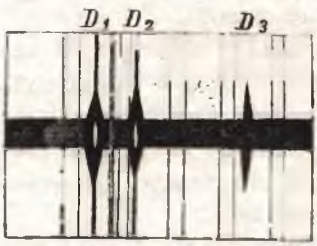


Fig. 85.

Światło korony poddano starannéj analizie podczas zaćmienia w roku 1869 w Ameryce. Wykazuje ono słabe widmo ciągłe, w którym występuje jedyna linija jasna, nie mająca odpowiedniéj między znanymi nam pierwiastkami; leży ona w okolicy prążki E. Dalsze spostrzeżenia przekonały, że widmo korony jest téż poprzerzynane ciemnymi linijami Fraunhoffer'a, czyli że część przynajmniéj światła korony jest odbiciem światła słonecznego — fakt, potwierdzający pogląd Prażmowskiego, w roku 1860 wypowiedziany. Czym właściwie jest owa korona, rozcią-

gająca się nieraz do wysokości 300 000 kilometrów i wyżéj, trudno dziś jeszcze wyrzéc. Za «atmosferę» słoneczną w zwykłym znaczeniu tego wyrazu, jak to dawniéj twierdzono, czyli za masę gazową ciągłą, utrzymującą się wskutek własnéj sprężystości, uważać jéj nie można. Wielka kometa z r. 1843 przechodziła w odległości 3′ od słońca; przebiegła tymsamym przez koronę. Podczas najbliższéj od słońca odległości prędkość téj komety wynosiła 570 kilometrów na sekundę i z tą prędkością ona przeszła 500 000 kilometrów przez koronę, niedoznawszy po wyjściu najmniejszéj w obiegu swym zmiany. Wobec tego zjawiska przypuszczenie jakiéjkolwiek ciągłéj atmosfery jest niemożliwe. Z różnych hypotez, które stawiano dla objaśnienia korony, zdaje się najwięcéj miéć za sobą prawdopodobieństwa przypuszczenie, że ta powłoka słoneczna zawdzięcza swe istnienie rojom niezmiernie drobnych meteorytów, które krążą naokoło słońca.

101. Pojęcia o budowie słońca. Wyłożone powyżéj rezultaty spostrzeżeń widmowych, wraz z objawami teleskopowymi wskazują nam, że powłoki słoneczne są siedliskiem ciągłych wstrząśnień, wywoływanych dobywaniem się z wnętrza słońca rozpalonych gazów, które, wznosząc się do tak wielkich wysokości, częściowo wskutek promieniowania zniżają pierwotną temperaturę. Spadając zaś na światłosferę, jako chłodniejsze powodują pochłanianie światła, wyrażające się plamami. Różnica ciepła i ciśnienia wytwarza skolei mieszanie się tych prądów i tę różnorodność kształtów, jakie w szczegółowych utworach plam spostrzegamy. Różnice poziomów przy tak wielkich rozmiarach słońca sprawiają, że masy, z wnętrza wybuchające, jako przy ogólnym obrocie obdarzone mniejszą prędkością linijową, spóźniają się stosunkowo do ruchu mas górnych.

Do tych przypuszczeń doszedł niedawno zmarły astronom Secchi po długoletniéj pracy nad naturą słońca. Nie wszyscy jednak jeszcze godzą się na ten sposób widzenia, choć zagęszczanie się mas materyj rozgrzanych przyjmują jako podstawę tłomaczenia objawów widzialnych na powierzchni słońca. Zöllner chętniéj godził się na przypuszczenia, że światłosfera jest konsystencyi ognisto-płynnéj. Spoerer, badając oddawna powierzchnią słońca, zbliża się więcéj do pojęć Secchi'ego, widząc podobnież w plamach kondensacyją mas gazowych wskutek względnego oziębienia. Faye, opiérając się na różnych prędkościach obrotowych, zależnych od różnych równoleżników, dostrzega w plamach ruchy wirowe, odpowiednie cyklonom atmosfery ziemskiéj, które na téjże zasadzie niejednostajnych prędkości się tworzą. Langley i Young również za gazowym stanem słońca przemawiają.

Wszystkie te fakty, wraz z przypuszczeniami o ich przyczynach, odnoszą się do tych powłok gazowych słońca, które między jego wnętrzem i koroną są położone.

O naturze wnętrza nic stanowczego twierdzić nie możemy. Stan gazowy jądra słońca, przez Secchi'ego przypuszczalny, nie jest w sprzeczności z ogólnymi zasadami fizyki; gazy zgęszczone pod takim ciśnieniem, jakie na słońcu ma miejsce, mogą dawać widmo ciągłe, jak ciała rozpalone stałe.

102. Peryjodyczność plam słonecznych. Długoletnie spostrzeżenia plam słonecznych doprowadziły do wniosku, że ich ilość peryjodycznie się stale zwiększa, a doszedszy do maximum, znowu stale się zmniejsza aż do pewnego minimum. Piérwszy to zaznaczył Schwabe po przeszło 30 letnich od r. 1826 spostrzeżeniach. Wolff w Zurychu obrachował taki peryjod powtarzania się największéj ilości plam na lat $10\frac{1}{9}$, a więc na 100 lat przypada 9 takich okresów. Wobecnym wieku maxima przypadały na lata: 1804, 16, 28, 37, 48, 59, 70 i 82.

Ponieważ warunki fizyczne ciepła naszéj ziemi są zależne od słońca, przeto zaczęto badać, czy ta zmienność procesów fizycznych na słońcu nie odpowiada zmienności jakichkolwiek objawów na ziemi. Okazało się z porównań, że ilość plam na słońcu jest w ścisłym związku z objawami magnetyzmu ziemskiego i częstością zorzy północnéj: maxima i minima tych ziemskich zjawisk, jak tego dowiodły prace Wolff'a, Gautier'go, Fritz'a i Loomis'a, przypadają w tych samych latach co maxima i minima plam.

Co się zaś tyczy wyrażonego przez Köppen'a domyślnego wpływu ilości plam na ciepło ziemi, to ten pogląd, jak to okazały zestawienia staranne Fritz'a i Hahn'a, nie jest dość stanowczy. Zaledwie się objawia to w ten sposób, że podczas maximum plam częstsze bywa zniżenie średniéj temperatury na ziemi, podczas zaś minimum częstsze podwyższenie, i to więcéj się uwydatnia w pasach ziemi gorących, aniżeli w umiarkowanych.

Powodów téj peryjodycznie zwiększającéj się działalności słońca dotychczas nie znamy. Szukać ich należy prawdopodobnie w niejednostajnym rozdziale powłok słonecznych. Otaczają one okolice równika daleko grubszą warstwą, aniżeli okolice biegunów, gdzie wskutek tego utrata ciepła przez promieniowanie jest większa, aniżeli pod równikiem. Zapasy ciepła nagromadzonego w okolicach równika wyrównać się mogą zapomocą wzmożenia się siły wybuchowéj, pociągającego za sobą częstsze tworzenie się plam. Oile do tego przyczyniać się może przyciąganie wewnętrznych materyjałów słońca ku jego powierzchni przez bliskość wielkich planet, nie jest to dotychczas obliczone.

103. Źródło ciepła słonecznego. Rozbiór widma słonecznego, jak wiadomo z fizyki, wykazuje trzy rodzaje działalności promieni słońca rozszczepionych zapomocą pryzmy. Jedne z nich przeważnie ogrzéwają,

drugie świecą, trzecie nakoniec, głównie po stronie barwy fijoletowéj, pobudzają procesy chemiczne. Ta trojaka działalność słońca jest głównym bodźcem, podtrzymującym życie organiczne na ziemi. Ciepło słoneczne jest powodem parowania wód morskich i przenoszenia ich w głąb lądów w postaci deszczów i śniegów, zasilających rzeki; wszystkie zmiany atmosferyczne pod wpływem tego ciepła się dokonywają. Światło słońca, pobudzając działanie chemiczne, jest najważniejszym czynnikiem przemiany pierwiastków w organizmach roślin i zwierząt; pod jego wpływem rośliny przyswajają sobie węgiel z powietrza, zawiérającego zawsze w sobie dwutlenek węgla. Węgiel kamienny, z dawnych roślin powstały, to zapasy siły przedwiekowéj słońca — zużytéj, choć nie straconéj. Na zasadzie przemiany energii materyi przypuszczać musimy, że działalność słońca tak obszerna powinna się wyczerpywać. Od czasów jednak najdawniejszych nie można spostrzéc różnicy w natężeniu działania słońca. Temperatura jego ciągle jest bardzo wielka, choć obliczanie jéj przez fizyków nie daje zgodnych rezultatów (ma ona do 100 tysięcy stopni dochodzić). Natężenie światła słonecznego jest tak znaczne, iż najsilniejsze światło Drummond'a, postawione naprzeciw tarczy słonecznéj, przedstawia się na niéj jako ciemna plama. Pouillet obrachowywa, iż ilość ciepła, przez słońce wydzielana, byłaby w stanie w ciągu roku stopić warstwę lodu, otaczającą ziemię na 98 stóp.

Mayer z Heilbronn, wychodząc z zasady przemiany energii ruchu na ciepło, przypuszcza, że drobne ciałka, krążące w przestworach świata, tak zwane meteoryty, spadając na słońce wskutek silnego jego przyciągania, upadkiem swym wytwarzają coraz nowe zapasy ciepła. Obfitość meteorytów w przestrzeniach międzyświatowych jest tak znaczna, jak to widzimy ze spadania ich i na ziemię jako «gwiazd spadających», że przypuszczenie to zasługiwałoby na poważne traktowanie; rachunek jednak, na teoryi mechanicznéj ciepła oparty, okazuje, że ilość ich, wytwarzająca dzisiejsze ciepło, powiększyłaby w ciągu 4000 lat całą masę słońca o $\frac{1}{8000}$ jéj część, a wskutek tego zmienione stosunki wzajemnego przyciągania musiałyby pociągnąć za sobą wyraźną zmianę w czasie obiegu ziemi, co jednak nie ma miejsca.

Helmholtz uważa samę siłę ciężkości słońca jako źródło odnawiającego się ciepła, a to z téj zasady, że każde ciało zgęszczające stan skupienia wytwarza to ciepło, które pierwotną masę w rozrzedzonym stanie utrzymywało. Przy tych rozmiarach powłók słonecznych, które poznaliśmy, stopniowe zgęszczanie słońca jest rzeczą prawdopodobną; poniżéj zobaczymy, że i z innych względów jest ono dopuszczalne, zmniejszanie się zaś jego średnicy, jako następstwo gęstnienia, winno dokonywać się tak

powoli, że go niełatwo dostrzéc można. Przypuszczając bowiém codzienne zmniejszanie się promienia słońca o pół stopy, potrzebaby 12 000 lat, aby takie zmniejszanie urosło na tyle, iżby dzisiejszymi narzędziami można je było zmierzyć — mierzenie bowiém mniejszych wielkości, jak 1″ na słońcu, t. j. około 700 kilometrów, nie jest dostatecznie pewne. Rozumowanie to zgadza się zupełnie z wyrachowaniem wymienionego fizyka, pokazującym, że do zgęszczenia słońca, wyrównywającego dzisiejszéj gęstości ziemi, potrzebaby około 17 milijonów lat. Hypoteza więc ta wskazuje epokę wygaśnięcia słońca, jako naturalnéj konieczności, bardzo odległą, a i to liczebne jéj określenie zaledwie jako bardzo słabe przybliżenie uważane być powinno.

ROZDZIAŁ IV.

KSIĘŻYC.

104. Droga pozorna księżyca. Pośród gwiazd ruchomych, przesuwających się po tle kuli niebieskiéj, księżyc posiada najszybszy ruch pozorny. Przypatrując się przez pewien przeciąg czasu księżycowi i jakiéjkolwiek obranéj gwieździe stałéj, spostrzegamy choćby gołym okiem już po paru godzinach znaczne odsunięcie się jego od owéj gwiazdy ku wschodowi. Droga pozorna tego ruchu leży w pasie zwierzyńcowym, w którym, jak wiemy, rzut ekliptyki się znajduje. Przybliżone pojęcie o postaci téj drogi księżyca otrzymać możemy, mierząc lunetą południkową wznoszenia proste, oraz zboczenia jego środka i oznaczając odpowiadające tym spółrzędnym położenia księżyca na globusie niebieskim. Ponieważ księżyc niezawsze przedstawia pełną, okrągłą tarczę, przeto przy takim oznaczaniu mierzymy spółrzędne jednego jego brzegu widzialnego i do takich spółrzędnych dodajemy lub odejmujemy połowę średnicy pozornéj, oddzielnie tegoż dnia oznaczonéj. Tak wykréślona droga księżyca na globusie przedstawia się jako koło wielkie na pasie zwierzyńcowym, przecinające się z ekliptyką w dwu punktach, o 180° od siebie odległych. Dokładniéj przedstawić sobie możemy tę pozorną drogę, rozwijając pas zwierzyńcowy na płaszczyźnie papieru w postaci mapy (fig. 86), na któréj jest wyobrażona droga księżyca od 22 kwietnia do 19 maja r. 1884. Linija krzywa przerywana przedstawia ekliptykę; napisy na górnym brzegu wskazują miesiące, odpowiadające położeniom słońca na ekliptyce, znaki zaś rzymskie u dolnego brzegu oznaczają godziny niebieskie (us. 25). Linija krzywa pełna jest drogą pozorną księżyca; przecina się ona jak widzimy z ekliptyką w dwu punktach ☋ i ☊. Punkty te zowiemy **węzłami**, punkt ☋ węzłem sstępującym, bo w nim księżyc sstępuje pod płaszczyznę ekliptyki, punkt zaś ☊ węzłem wstępującym, od niego bowiem zacząwszy droga księżyca ponad ekliptyką jest położona. Linija, łącząca te dwa punkty w przestrzeni, jako prosta przecięcia się dwu kół wielkich, przechodzi przez środek ziemi, a zowie się **liniją węzłów**.

Przypatrując się figurze 86-éj, zauważyć możemy, że:

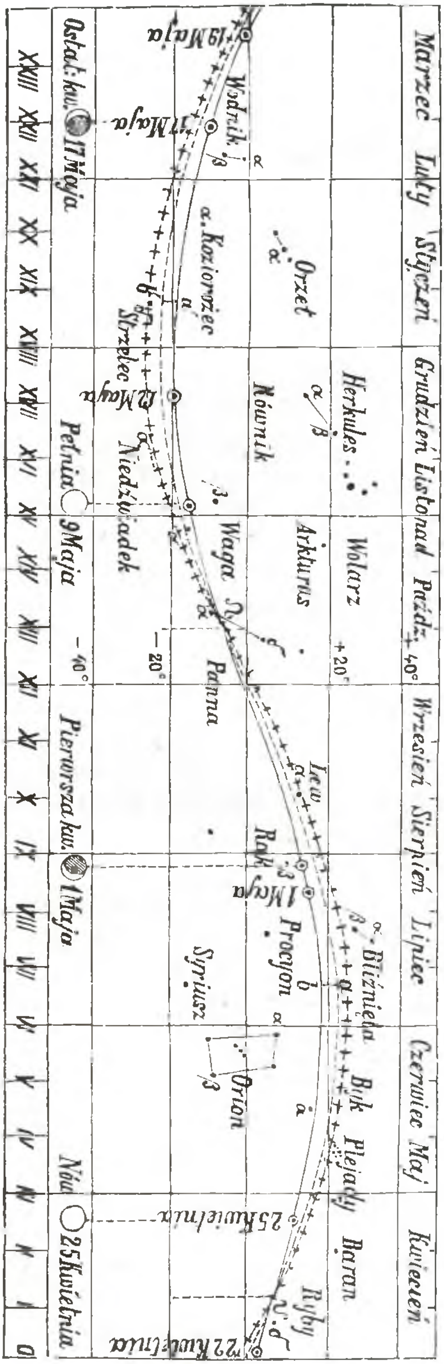


Fig 86.

1) Droga, którą księżyc zdaje się po niebie odbywać, może być albo jego drogą rzeczywistą wokoło ziemi, albotéż jest tylko odbiciem odpowiedniego ruchu ziemi; w obu bowiém tych przypadkach, jak to już przy ruchu słońca widzieliśmy, przedstawi się ona naszemu wzrokowi jednakowo. Z tego, cośmy powyżéj przy rozbiorze prawdziwego ruchu ziemi przytoczyli, i ze względu, że jéj masa 80 razy jest większa od masy księżyca, wynika, iż należy drugie przypuszczenie odrzucić i przyjąć drogę ruchu księżyca jako prawdziwą jego drogę, dokoła ziemi odbywaną.

2) Droga księżyca ma postać linii krzywéj zamkniętéj, leżącéj na płaszczyźnie koła wielkiego pozornéj kuli niebieskiéj.

3) Płaszczyzna drogi księżyca jest nachylona do płaszczyzny drogi ziemi, a więc do płaszczyzny ekliptyki, pod pewnym kątem, który zowiemy pochyłością drogi księżyca. Miarą téj pochyłości jest oczywiście łuk koła wielkiego ab lub $a'b'$ (fig. 86), między dwiema drogami zawarty w miejscach o 90° od węzłów położonych.—W celu uwydatnienia tego położenia, wyobraźmy sobie na fig. 87-éj ekliptykę EE' i płaszczyznę drogi księ-

życa LKL′ z węzłami czyli punktami ich przecięcia *a* (☊) i *b* (☋); kąt między tymi dwiema płaszczyznami mierzy się kątem L′ZE′, gdy punkt E′ jest odległy od ☊ o 90°. Aby wyznaczyć tę pochyłość, dość zmierzyć największą odległość dwu dróg, L′E′, a w tym celu w bliskości odpowiedniéj chwili wyznaczamy codziennie zboczenie księżyca i z niego wyznaczamy odpowiednią spółrzędną ekliptyczną (us. 62), t. j. szerokość, a największa z nich będzie w przybliżeniu kątem pochyłości. Owa pochyłość wynosi średnio 5° 8′ 39″,96 przy małych peryjodycznych zboczeniach w granicach od 5° 0′ do 5° 18′.

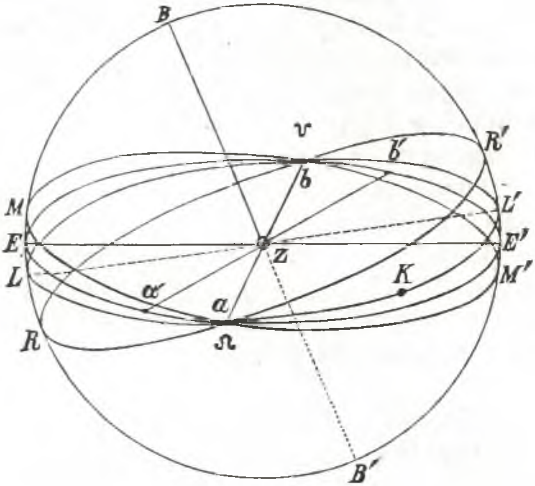


Fig. 87.

4) Na fig. 86-éj widzimy daléj, że księżyc wyszedszy 22 kwietnia z punktu zero, liczonego na ekliptyce, wraca do tegoż punktu 20 maja, to jest po 27 dniach przeszło. Czas ten całego obiegu, obliczony ściśle z wielkiéj ilości obiegów, wynosi 27 dni 7 godzin 43 minuty 11,5 sekundy i zowie się m i e s i ą c e m g w i a z d o w y m.

105. Cofanie się węzłów. Dla dokładnego poznania położenia płaszczyzny drogi księżyca niezbędne jest ścisłe oznaczenie jéj węzłów. Dokonywa się tego w podobny sposób, jak wyznaczenia punktu wiosennego (us. 65). Ze spółrzędnych równikowych księżyca w chwilach codziennego górowania wyznaczymy ekliptyczne, a spośród nich wybiéramy dwa położenia najbliższe węzła, to jest jedno z najmniejszą szerokością południową KS (fig. 88) i następne, które już ma szerokość północną

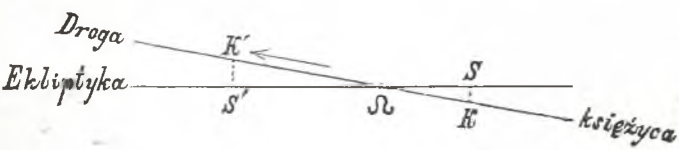


Fig. 88.

K'S'. Wtedy, w przypuszczeniu jednostajnego ruchu między dwoma górowaniami, łatwo przy pomocy proporcyi oblicza się chwila przejścia księżyca przez punkt ☊. Skoro bowiém szerokość środka księżyca w ciągu prawie 25 godzin między górowaniami wzrosła o KS + K'S', to, przy przyjętym jednostajnym wzroście szerokości, łatwo znaléść czas, w ciągu którego wzrost ten wyniósł KS, t. j. do chwili, kiedy środek księżyca był na ekliptyce, a więc i łuk ekliptyki S☊. Dodawszy ten łuk do długości punktu S, w którym górowanie miało miejsce, otrzymujemy długość węzła, liczoną na ekliptyce.

Obrachowania takie pokazują, że położenie linii węzłów zmienia się ciągle w podobny sposób, jak linii równonocnéj, t. j. że węzły cofają się po ekliptyce w kierunku odwrotnym następstwu znaków zodyjaku i daleko prędzéj, aniżeli punkty równonocne, gdyż rocznie o 19°,3426; o tę więc ilość stopni długość węzła corocznie się zmniejsza, a tym sposobem węzły obiegają całą ekliptykę w ciągu lat 18 dni 218 godz. 21 min. 22 sek. 46.

Ponieważ z położeniem węzłów *a* i *b* (fig. 87) związany jest punkt najwyższy drogi księżyca nad ekliptyką L' (i odpowiednio najniższy L), jako o 90° od węzłów odległe, przeto po przejściu linii *ab* do położenia *a'b'* punkt L' w innéj stronie nieba się znajdzie. A gdy równik RR' nie zmienia swego względem ekliptyki położenia, zatym największe zboczenie księżyca coraz w innym miejscu przypada. I tak, przypuśćmy, że w ciągu wspomnianego okresu prawie dziewiętnastoletniego linija węzłów zeszła się razem z liniją równonocną w ten sposób, że punkt *b* (☋ fig. 87) przypada w znaku Barana ♈; wtedy najwyższe zboczenie księżyca w punkcie L będzie LR = RE — EL, t. j. równe pochyłości ekliptyki (23° 27'), zmniejszonéj o pochyłość drogi księżyca (5° 8'), czyli równe + 18° 19'. Gdy zaś po upływie lat $9\frac{3}{4}$ punkt *b* obiegnie, cofając się, pół koła i dojdzie do punktu *a*, gdzie również w znaku ♎ cechę węzła sstępującego zachowa (t. j. droga księżyca przyjmie położenie *b*M*a*M', a punkt L znajdzie się w punkcie M'), wtedy największe możliwe zboczenie księżyca od równika R będzie = RM = RE + EM = (+23° 27') + (5° 8') = + 28° 35'. Największe więc zboczenie księżyca nie jest stałe, jak słońca w punktach przesilenia, ale się peryjodycznie zmienia od + 18° 19' do 28° 35', co jest zależne od położenia linii węzłów. Dlatego w pewnych latach widzimy księżyc górujący wyżéj, aniżeli słońce, o tę wielkość, którą stanowi nachylenie jego drogi do ekliptyki.

106. Zakrywanie gwiazd przez księżyc. Na fig. 86-éj widzimy w r. 1884 węzeł sstępujący księżyca blisko punktu ♈, t. j. w gwiazdozbiorze Ryb, a tym sposobem wówczas przypadało prawie największe zbliżenie drogi księżyca do równika, czyli najniższe jego górowanie. W tym

położeniu księżyc, przechodząc po niebie i zakrywając wiele drobnych gwiazd poza nim położonych, zakrywa także piérwszorzędną gwiazdę α Byka (Aldebaran), co właśnie w drugiéj połowie r. 1884 przypadało co-miesiąc, t. j. przy każdym obiegu. Gdy zaś po upływie prawie 10 lat, t. j. w r. 1894, węzeł wstępujący zbliży się do znaku Barana ♈, wówczas droga księżyca przypadnie wyżéj, przechodzić będzie przez Plejady (gromadę gwiazd, przez lud nazywaną «Babki»), które zakrywane będą przez księżyc zarówno jak jeszcze trzy gwiazdy piérwszéj wielkości: α Lwa, α Panny i α Niedzwiadka. Drogę tę, na któréj zboczenie największe księżyca jest bliskie swego maximum, przedstawia na fig. 86-éj linija krzywa krzyżykami oznaczona, przechodząca przez wymienione trzy gwiazdy piérwszéj wielkości.

Zakrycia gwiazd przez księżyc, przedstawiające widok interesujący dla oka, służą jako sygnały niebieskie do porównywania długości gieograficznéj miejsc według podanéj powyżéj w rozdziale II zasady i są zwykle w ważniejszych obserwatoryjach zgóry obrachowane.

107. Odmiany światła księżyca. Śledząc uważnie ruch księżyca po całéj jego miesięcznéj drodze, przedewszystkim spostrzegamy, że tarcza jego niezawsze jest okrągła, jak to wciąż ma miejsce z tarczą słońca. Kiedy mianowicie po nocach ciemnych, podczas których wcale księżyca nie widać, po raz piérwszy go spostrzegamy, wówczas ma on postać wąskiego sierpa (fig. 89, *a*), zwróconego wypukłością ku słońcu

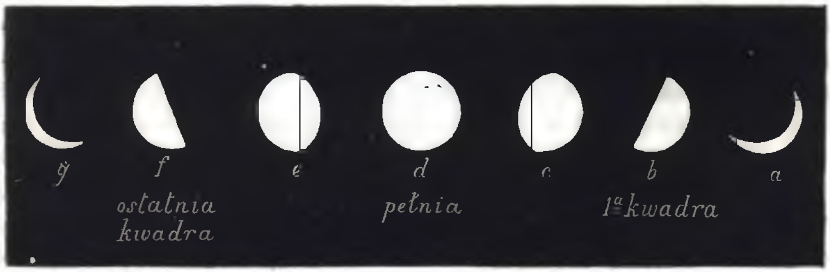


Fig. 89.

wtedy właśnie zachodzącemu, tak iż płaszczyzna, przechodząca przez słońce i prostopadła do linii, łączącéj rogi sierpa, przechodzi przez środek téjże linii; rogi więc są zwrócone ku górze i wlewo (ku wschodowi). Wmiarę wzrostu szerokości sierpa, górowanie księżyca spóźnia się codzień, a gdy on przybiéra postać *b*, kiedy ściśle połowa jego tarczy jest oświetlona, to góruje około godziny 6-éj po południu; jest to t. z. piérwsza kwadra. Przyrost oświetlonéj części codzień daléj ma miejsce,

a księżyc, przyjmując pośrednio postać *c*, dochodzi do pełnéj okrągłéj tarczy *d* i góruje o 12 godzin późniéj po słońcu, t. j. o północy. Środek jego znajduje się wtedy na jednéj płaszczyźnie godzinnéj ze środkiem ziemi i słońca; tę odmianę światła zowiemy pełnią, a położenie to jego względem słońca przeciwstawieniem (oppositio). Dalsze zmiany odbywają się w odwrotnym porządku; część tarczy z zachodniéj strony staje się niewidoczną, księżyc wschodzi późno w nocy, przybiéra postać *e*, a potym *f*, przy oświetleniu wschodniéj połowy jego tarczy; jest to ostatnia kwadra, podczas któréj księżyc góruje prawie o 18 godzin po słońcu, to jest o godzinie 6-éj rano. Stopniowo postać ta przechodzi znowu w wąski sierp *g*, rogami zwrócony ku górze i na prawo (ku zachodowi), a wtedy księżyc wschodzi nad ranem, małoco wyprzedzając słońce. Nakoniec, zbliżając się w swym pozornym biegu do słońca, zatopiony w jego blasku znika nam z oczu, przechodząc z nim jednocześnie przez południk; jest to nów, czyli złączenie księżyca ze słońcem. W takiéj chwili nie widzimy go wcale, wyjąwszy rzadkie wypadki, w których droga jego tak blisko ekliptyki jest położona, iż, zakrywając sobą część tarczy słonecznéj, przedstawia się nam na niéj jako ciemny skrawek kuli, sprawiając tak zwane zaćmienie słońca.

Te zmiany postaci księżyca zowią zwykle lunacyjami; właściwie są to fazy, gdyż lunacyja, ściśle biorąc, jest nazwą całego okresu zmian w ciągu miesiąca.

Dla objaśnienia tych zmian, wyobraźmy sobie drogę księżyca K, K^I, K^{II} i t. d. (fig. 90) około ziemi Z i kierunek promieni słońca S, S' równoległych, pomijając przytym wzgląd na nachylenie drogi księżyca do ekliptyki i na prawdziwą jéj postać, co zresztą niezmieniłoby w zasadzie objaśnienia. W chwili nowiu, czyli złączenia, kula księżyca K jest przez słońce oświetlona w połowie *a*K*b*; prosta *ab* jest rzutem koła, stanowiącego granicę światła; ku ziemi więc odwrócona jest połowa nieoświetlona, któréj tym sposobem nie widzimy. Po upływie trzech dni prawie, gdy księżyc przychodzi do położenia K^I, widzimy z ziemi jego połowę *cd*, zawartą między promieniami widzenia Z*c* i Z*d*, a więc dostrzegamy tylko część *a'c* oświetloną w postaci L^I; reszty nie widać. W piérwszéj kwadrze, gdy już księżyc od nowiu czwartą część drogi przebył, widzimy jego granicę oświetlenia *a''b''*, schodzącą się razem z kierunkiem widzenia Z*a''*; przedstawia się on nam wówczas w postaci L^{II} z jedną połową oświetloną, a pozostałą ciemną. W pełni, czyli przeciwstawieniu, K^{IV}, cała połowa oświetlona zwrócona jest w stronę ziemi; w ostatniéj kwadrze znowu wraca położenie odwrotne względem piérwszéj, a następnie, przechodząc kolejno od fazy K^{VI} przez K^{VII}, księżyc, przy stopniowym zmniejszaniu się części oświetlonéj, wraca do nowiu K.

Położenia księżyca w nowiu i pełni zowią syzygijami, położenia w kwadrach kwadraturami, a okres czasu od jednego nowiu do drugiego miesiącem synodycznym.

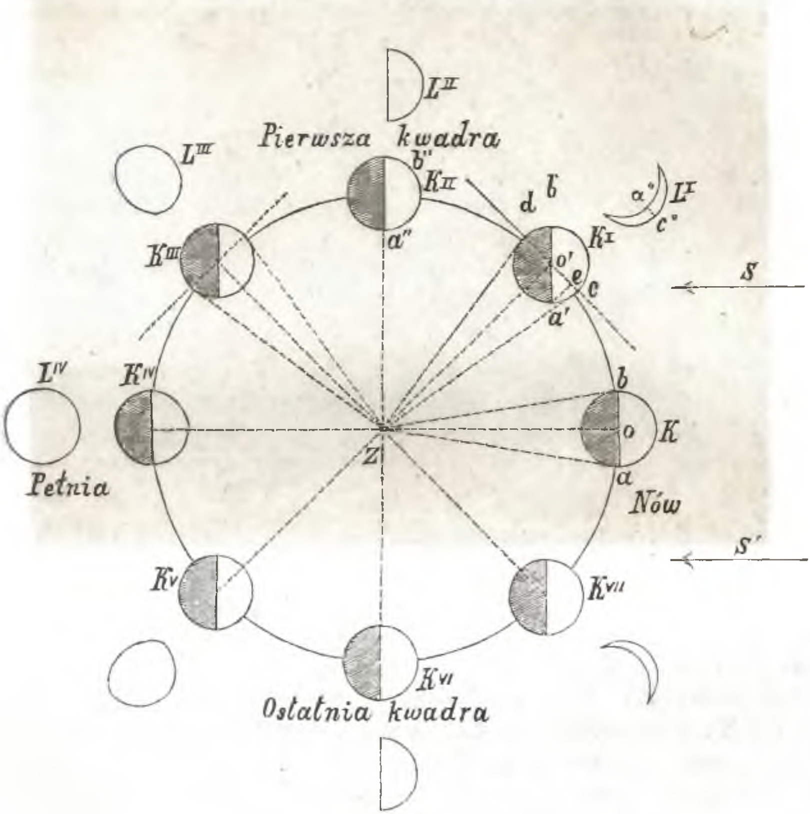


Fig. 90.

Wielkość fazy. Wielkością fazy, np. fazy K^I, zowiemy łuk $a'c$, pod jakim z ziemi część oświetloną widzimy; łuk ten w rzucie na niebie przedstawia się jako *eç* (czyli jako a^0c^0 na L^I), to jest przedstawia wielkość *sinus versus* kąta $a'o'c$ przy promieniu $o'c$; kąt zaś ten jest równy kątowi $o'Zo$, t. j. kątowéj odległości środka księżyca od środka słońca, którą w każdéj chwili wyznaczyć możemy; zatym liczba, wyrażająca wstawę odwrotną tego ostatniego kąta, przedstawia nam w każdéj chwili wielkość łuku części oświetlonéj tarczy księżyca, gdy promień księżyca przyjmiemy za 1.

108. Miesiąc synodyczny. Gdyby ziemia była w przestrzeni nieruchoma, toby, oczywiście, okres miesiąca synodycznego był ten sam, co i gwiazdowego (us. 104); tak jednak nie jest, a prawdziwy stan rzeczy

objaśnia fig. 91-a, na którój elipsa ZZ' przedstawia drogę ziemi około słońca S, zaś K księżyc w nowiu, widziany z ziemi Z w punkcie nieba N.

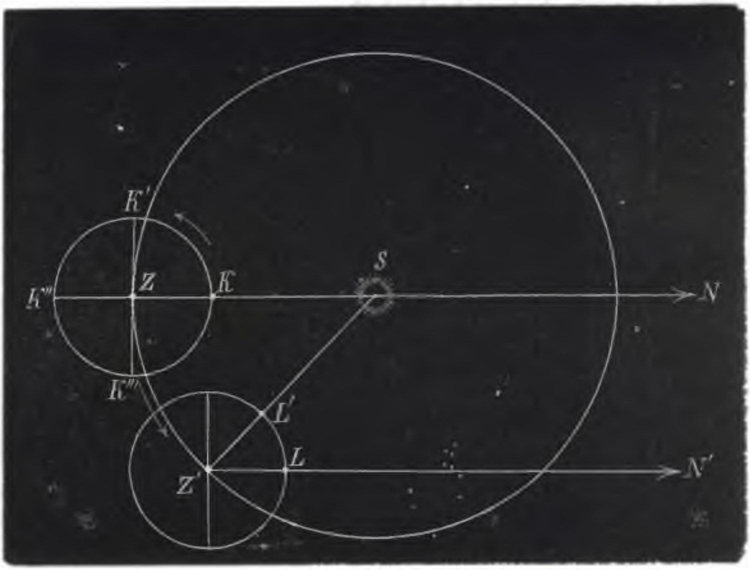


Fig. 91.

Po upływie miesiąca gwiazdowego, to jest po dniach 27 godz. 7 min. 43 sek. 11,5, ziemia, biegnąc przez ten przeciąg czasu po swéj drodze, doszła już do punktu Z'. W tym położeniu ziemi widać księżyc L w kierunku Z'LN', równoległym do ZN, a więc w tymże samym punkcie nieba. Aby jednak z punktu L księżyc doszedł do nowiu, t. j. do złączenia w punkcie L', potrzebuje jeszcze przebyć łuk LL', mierzony kątem LZ'L', równym kątowi ZSZ', o który ziemia na swéj drodze od poprzedniego nowiu postąpiła. Wiedząc ściśle prędkość kątową ziemi i czas odpowiedni, oraz z codziennych spostrzeżeń prędkość kątową księżyca, możnaby obliczyć czas, którego on potrzebuje dla dojścia od punktu L do L', albo, ściśléj mówiąc, do takiego położenia, jak w L', przy spółczesnym ruchowi księżyca od L do L' przesunięciu się ziemi po jéj drodze. O tę ilość czasu miesiąc synodyczny jest dłuższy od gwiazdowego. Daleko jednak ściśléj oblicza się ta długość lunacyi od jednego złączenia księżyca do drugiego, porównywając chwile nowiu, rozdzielone od siebie wielką ilością lat, i dzieląc ten czas przez ilość obiegów księżyca. Takim sposobem obliczona długość miesiąca synodycznego wynosi 29 dni 12 godz. 44 min. 2,9 sek.

To skombinowanie ruchu księżyca z ruchem ziemi około słońca jest

powodem tego, że kwadry lunacyi nie są ściśle od siebie odległe o 90° na niebie, jak to na fig. 90-éj przypuszczaliśmy, coby było wtedy, kiedyby ziemia była nieruchoma. Skoro bowiém wyobrazimy sobie na fig. 92-éj złączenie księżyca (nów) w położeniu ZKS, to, zanim księżyc obiegnie na niebie 90°, t. j. kąt SZ*a*, już ziemia posunie się do punktu Z' i wtedy kąt 90° z pierwotnym kierunkiem nowiu, t. j. kąt SZ*a*, w położeniu Z' będzie dopiéro kątem SZ'*a*' i księżyc musi jeszcze przesunąć się o kąt *a*'Z'*b*, aby stanąć w kwadraturze do nowego kierunku słońca SZ'.

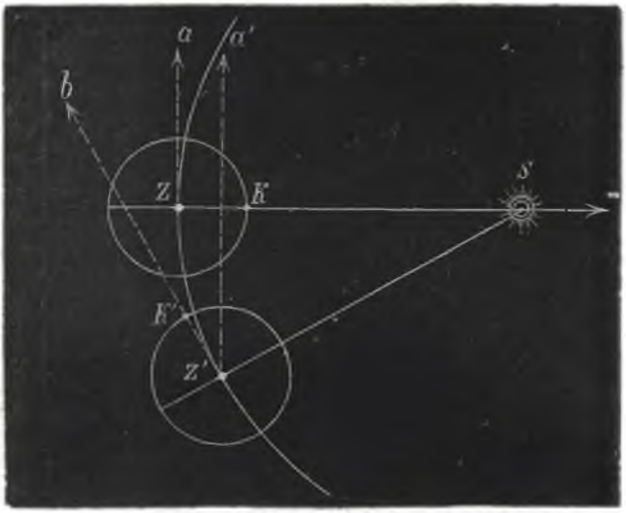


Fig. 92.

Czas, którego księżyc potrzebuje na przebieżenie tego kąta, jest oczywiście czwartą częścią różnicy miesiąca gwiazdowego od synodycznego; w każdéj bowiém kwadrze podobne spóźnienie ma miejsce. Z tegoto powodu na mapie (fig. 86-a), przedstawiającéj drogę księżyca w przeciągu miesiąca gwiazdowego, widzimy, że miejsca 4-ch faz lunacyj są od siebie więcéj, niż o 90° odległe, a w każdéj fazie przewyżka odpowiada właśnie kątowi *a*'Z'*b* (fig. 92).

109. Kształt drogi księżyca. Wszystkie opisane dotąd objawy ruchu księżyca nie wykrywają prawdziwego kształtu jego drogi, bo mogą się stosować do każdéj linii krzywéj zamkniętéj; dopiéro badanie jego średnicy pozornéj i prędkości kątowéj są w możności bliżéj ów kształt określić.

Średnica pozorna tarczy księżyca zmienia się w różnych punktach jego drogi od 29' 22" do 33' 31", to jest średnio wynosi 31' 3",38. (W zenicie, kiedy księżyc o cały promień ziemi jest bliżéj jéj powierzchni, niż na poziomie, średnia wielkość średnicy wynosi 31' 19",18.)

Te znaczne różnice wielkości pozornéj średnicy księżyca wskazują, że i odległości, im odpowiadające, również znacznie się zmieniają.

Obliczając zapomocą codziennych spółrzędnych równikowych łuki

dzienne księżyca na jego drodze, otrzymujemy jego prędkości kątowe; porównywając te prędkości z odpowiednimi im średnicami pozornymi, przekonywamy się, że tu, podobnie jak w ruchu ziemi (us. 66): *prędkości kątowe są proporcyjonalne względem kwadratów średnic pozornych.* Prawo więc, które poznaliśmy przy ruchu ziemi po jéj orbicie, do drogi księżycowéj się stosuje, a mianowicie: *pola wycinków, zakreślanych promieniem wodzącym, są proporcyjonalne względem czasów, użytych na ich przebieżenie.*

Orbita przeto księżyca jest także elipsą, w któréj ognisku znajduje się ziemia. Postać jéj sposobami podanymi przy drodze ziemi da się również bezpośrednio wyrysować, albo zapomocą rachunku wyznaczyć. Jest ona stosunkowo więcéj wydłużona od elipsy ziemi, bo mimośród jéj wynosi 0,0549, to jest $3\frac{1}{2}$ raza więcéj, niż w elipsie ziemi. Punkt najbliższy ziemi (perigeum) i najdalszy (apogeum) stanowią końce osi większéj elipsy, a stosunek ich odległości od ziemi jest 1000 : 114; zatym i różnice prędkości w tych punktach są bardzo znaczne. Kiedy w punkcie przyziemnym ruch godzinny księżyca wynosi $0^o,6176$, w odziemnym jest zaledwie w tymże przeciągu czasu $0^o,4930$.

110. Ruch linii absydów. Sądzićby można z tego, co się dotychczas powiedziało, że z ruchem węzłów księżyca zmienia się odpowiednio położenie całéj elipsy jego drogi; spostrzeżenia jednak ciągłe punktu przyziemnego uczą, że tenże zmienia położenie w sposób zupełnie niezależny od węzłów. Oś wielka drogi księżyca, czyli jego linija absydów, wprost przeciwnie niż ruch węzłów (us. 105), ma ruch prosty w kierunku kolejnych znaków zwierzyńcowych, czyli od zachodu na wschód, obiegając całe niebo w ciągu lat 8 dni 310 godz. 13 min. 48 sek. 53. W ciągu więc tego krótkiego okresu punkt przyziemny, znajdujący się w coraz innéj skolei okolicy nieba, wraca do pierwotnego położenia; corocznie przeto powiększa swą długość względem długości gwiazd stałych o $40^o,6488$, któratoliczba podlega jeszcze pewnym małym zboczeniom w dłuższych okresach czasu.

111. Miesiąc smoczy. Ponieważ ruch węzłów jest wsteczny, przeto okres czasu, którego księżyc potrzebuje do powrotu do tegoż samego węzła, jest krótszy od miesiąca gwiazdowego o czas odpowiedni miesięcznemu ruchowi węzła; okres ten, mający 27 dni 5 godz. 5 min. i 30 sek., zowią miesiącem smoczym. Nazwa ta powstała kiedyś z podania dawnych ludów, które wszelkie zaćmienia, przez księżyc wytwarzane w tych właśnie punktach węzłów, przypisywały walce smoka z księżycem.

112. Miesiąc anomalistyczny. Nakoniec miesiącem anomalistycznym (por. us. 95) zowią okres czasu powrotu księżyca do punktu przyziemnego; jest on dłuższy od miesiąca gwiazdowego, bo wynosi 27 dni

13 godz. 18 min. 37,4 sekund; punkt bowiém przyziemny, postępując ruchem prostym przeszło o 3° w ciągu jednego obiegu, jest względem poprzedniego swego miejsca posunięty w kierunku ruchu.

113. Prawdziwa droga księżyca w przestrzeni. Zastanawiając się nad tymi peryjodycznymi zmianami elementów drogi księżyca, zmianami, które dzieją się często w odmiennych kierunkach i są z sobą niespółmierne, przychodzimy do przekonania, że droga ta jest liniją krzywą dość zawiłego kształtu. I w rzeczy saméj, jeżeli wyobrazimy sobie księżyc wychodzący z punktu przyziemnego i przebiegający po elipsie, to ona zmieni swą postać zanim księżyc wróci do tegoż punktu, który już się daléj posunął. Następnie, ponieważ od linii węzłów jest zależne przechylenie elipsy ku pewnéj okolicy nieba, przeto, z powodu ruchu wstecznego węzłów, zanim księżyc dokończy swego obiegu, już węzeł jest cofnięty i droga staje się ku innéj okolicy nieba nachyloną. Jeżeli do tego dodamy zmienną w małych granicach pochyłość drogi, to otrzymamy postać drogi księżyca, podlegającą prawom drogi eliptycznéj w każdéj małéj swéj cząstce, ale w całości od elipsy różną, a przedewszystkim nie leżącą na jednéj płaszczyźnie, lecz przechylającą się coraz w inną stronę nieba. Z tegoteż powodu oznaczenie ścisłe położeń księżyca na niebie wymaga uwzględnienia wielu poprawek w téj zasadniczéj eliptycznéj postaci i jest zadaniem bardzo zawiłym. Prócz tego, powyżéj wspomniane prawa ruchu stosują się do położenia ziemi, uważanéj za nieruchomą. Jeżeli zaś przyjmiemy jeszcze pod uwagę ruch rzeczywisty ziemi, to przekonamy się, że droga księżyca w przestrzeni jest zupełnie innego kształtu.

Wyobraźmy sobie na fig. 93-éj osiem położeń ziemi na jéj drodze w ciągu miesiąca synodycznego, a w każdym z tych położeń narysujemy

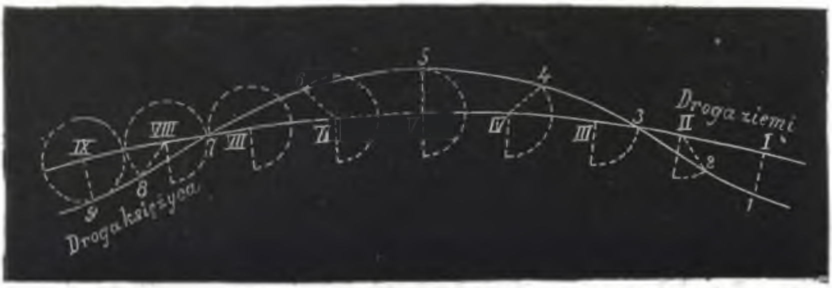


Fig. 93.

położenie księżyca w odpowiedniéj z ośmiu jego głównych faz, wziętych z fig. 90-éj. Łącząc te położenia księżyca liniją krzywą, otrzymamy drogę jego w przestrzeni dość przybliżoną, gdyż tylko pozbawioną małych

różnic w nachyleniu jéj względem ekliptyki. Dla uwydatnienia kształtu na fig. 93-éj, odległości księżyca, t. j. odcinki I 1, II 2 i t. d., są większe stosunkowo względem okrągłości drogi ziemskiéj, aniżeli prawdziwe; w rzeczywistości zaś ta linija ma bardzo małą krzywiznę, obiegając to z jednéj to z drugiéj strony drogę ziemi. Postać jéj, bardzo zbliżona do prawdy, jest przedstawiona na fig. 94-éj, gdzie ZZ'Z" wyobraża drogę ziemi, zaś KK'K" drogę księżyca w przestrzeni.

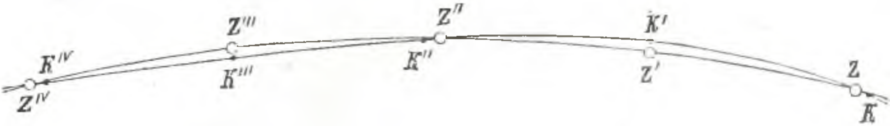


Fig. 94.

Taki istotny kształt drogi księżyca wywoływa ważne napozór zarzuty przeciwko eliptyczności dróg ciał niebieskich, jako rzeczy nieistniejącéj. W linii bowiém KK'K" (fig. 94) nikt nie dopatrzy elipsy, otaczającéj ziemię: linija ta przypada po różnych stronach drogi ziemi, ze wschodu i z zachodu, z południa i z północy, nie jest ona nawet krzywą płaską. Zrozumienie jednak właściwe rzeczy z łatwością te zarzuty usuwa. Odniesienie ruchu księżyca do środka ziemi, jako punktu stałego, wykrywa prawa elipsy i prowadzi do praktycznéj możności wyznaczenia położeń tego ciała niebieskiego w każdéj chwili, co w inny sposób byłoby niemożebne. Małe porównanie z życia zwykłego jeszcze lepiéj tę myśl objaśnia: niech człowiek obchodzi wokoło na pokładzie statku, w biegu będącego, nakreśloną elipsę; gdy jednak ten ruch jego obserwować będziemy czyto z pewnego punktu na brzegu, czytéż z innego statku, nie poruszającego się równolegle z tamtym, to przekonamy się, że droga, któréj ów człowiek dokonywa, wyda się nam jako wydłużona falowa linija, choć wszyscy, będący na pokładzie, elipsę w jego drodze koniecznie widzieć muszą.

Droga ziemi, któréj eliptyczność tak dokładnie jest nam znana, również nie będzie elipsą, gdy przyjmiemy, że słońce wraz z nią zmienia miejsce w przestrzeni. Przypuszczenie to, jak daléj zobaczymy, nie jest nieprawdopodobne; niemniéj jednak od pojęcia eliptycznéj drogi ziemi odstępować nie potrzebujemy, odnosząc ją do słońca, uważanego za punkt nieruchomy.

114. Odległość księżyca od ziemi i jego rozmiary. Przy niewielkiéj stosunkowo odległości księżyca od ziemi, jego paralaksa jest

dość znaczna i już w czasach starożytnych była w przybliżeniu znana. Hipparch naznaczał jéj wielkość w granicach od 47′ do 55′, co niewiele się różni od prawdy.

Najłatwiéj jest oznaczyć paralaksę księżyca, mierząc jego odległość wiérzchołkową w chwili górowania jednocześnie w dwu różnych punktach ziemi, blisko jednego południka leżących. Tym sposobem oznaczyli paralaksę księżyca w dniu 6 grudnia 1751 r. Lalande w Berlinie i Lacaille na przylądku Dobréj Nadziei. Gdy przypuścimy na fig. 95-éj Berlin w punkcie a, przylądek Dobréj nadziei w punkcie a', księżyc w punkcie K, to, jak wiemy, kąt $aKa' = (z+z') = (\varphi+\varphi')$, gdzie z i z' są odległościami wiérzchołkowymi księżyca, zaś φ i φ' szerokościami gieocentrycznymi miejsc a i a'. Ze spostrzeżeń Lacaille'a i Lalande'a kąt ten wypadł równy 1° 22′ 53″, to jest, pod tym kątem możnaby z księżyca widzieć cięciwę aa', co, po uskutecznieniu właściwych poprawek, pozwala obrachować paralaksę poziomą księżyca jako równą 58′ 44″,2. Zmienia się jednak ona wmiarę zmiennéj odległości księżyca od ziemi. Średnia jéj wartość odniesiona do promienia równika = 57′ 19″,9.

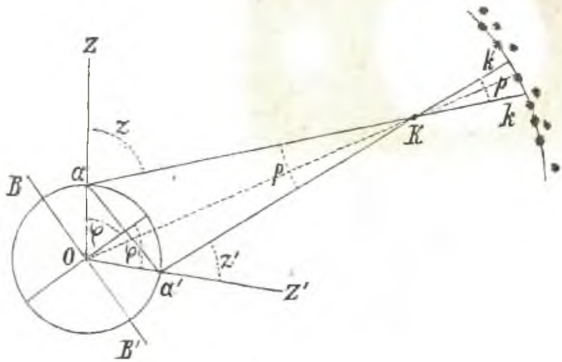


Fig. 95.

Znając paralaksę księżyca, z łatwością można obliczyć jego odległość w takiż sam sposób, w jaki z paralaksy słońca wyznaczyliśmy jego odległość w us. 93-im. Mianowicie, ponieważ promień ziemi jest widziany z księżyca pod kątem 57′ 19″,9 czyli 3439″,9, przeto długość łuku, zakréślonego promieniem x, równym odległości środka księżyca od środka ziemi, przedstawiająca promień ziemi, jest

$$\frac{3439{,}9\pi x}{648\,000} = 859{,}4 \text{ mili gieogr.}$$

$$\text{a więc } x = 859{,}4 \text{ m. g.} \times \frac{206\,264{,}98}{3\,439{,}9} = 51\,479{,}8 \text{ mili gieogr.,}$$

t. j. średnia odległość księżyca równa jest prawie 60 promieniom ziemskim, czyli prawie $\frac{1}{400}$ odległości słońca od ziemi.

Podobnie, jak w us. 94-ym, wniesiemy następnie, że średnica prawdziwa księżyca jest równa 472 milom gieogr., t. j. około $\frac{3}{11}$ średnicy ziemi; powierzchnia zaś księżyca przedstawia $\frac{3}{40}$ powierzchni ziemi.

Stosunkową wielkość ziemi i księżyca przedstawia fig. 96-ta, na któréj Z wyobraża ziemię, K księżyc; odległość zaś tych dwu ciał przedstawi linija, mająca długości 30 średnic koła większego Z.

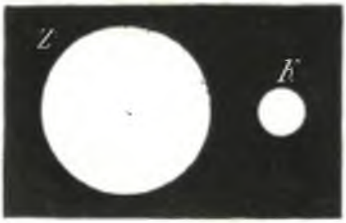


Fig. 96.

115. Obrót księżyca około osi. Przypatrując się powierzchni księżyca, już nawet gołym okiem dostrzegamy na nim pewne plamy, które prawie niezmiennie, a przynajmniéj z małymi zboczeniami, pozostają zawsze w tych samych punktach tarczy księżycowéj — nie tak, jak to widzieliśmy na słońcu, na którym ruch plam dowodzi obrotu kuli słonecznéj. Pozornie mogłoby się zdawać, że z tego należałoby wnosić, iż księżyc, obiegając po swéj drodze ruchem postępowym, nie ma wcale ruchu obrotowego. Mniemanie to okaże się mylnym przy bliższym rozpatrzeniu ruchu księżyca. Patrząc na plamę księżycową p (fig. 97), około środka tarczy położoną, w położeniu K jego drogi, widzimy ją z ziemi Z w kierunku ZpO. Gdyby księżyc nie posiadał ruchu obrotowego, wtedy, po jego przejściu do położenia K′, plama ta pozostałaby w punkcie p', t. j. w kierunku O′p', ró-

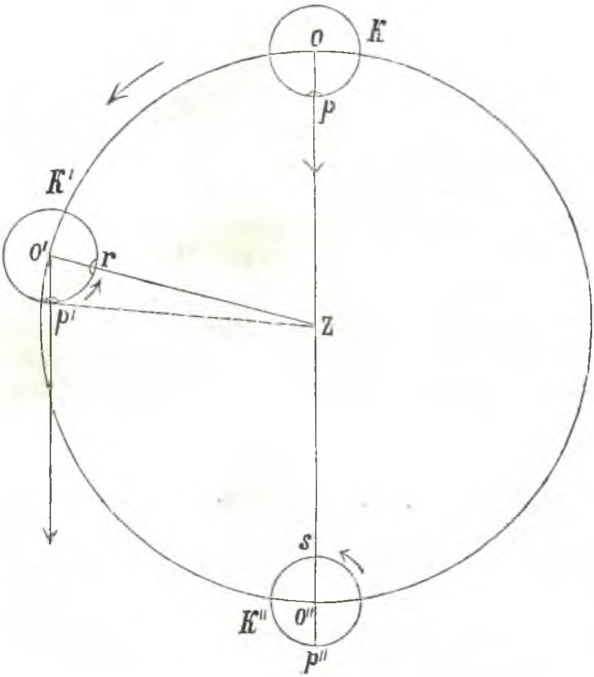


Fig. 97.

wnoległym do Op, z ziemi zaś Z powinnibyśmy ją zobaczyć w kierunku Zp', t. j. już nie w środku, ale na boku tarczy. Gdy zaś w rzeczywistości widzimy ją ciągle w środku, t. j. w położeniu księżyca K' w punkcie r, zatym ona jednocześnie przeszła ruchem obrotowym od p czyli p' do r. W położeniu K'', o 180° odległym od K, widzimy ją znowu w środku, to jest w punkcie s, dokąd od punktu pierwotnego p'' doszła, robiąc 180° obrotu w ciągu połowy obiegu księżyca. Nakoniec przy powrocie księżyca do położenia K, t. j. po 360° obiegu, plama p winna była dokończyć 360° obrotu, aby była widoczna w środku tarczy, jak to w rzeczywistości ma miejsce. Księżyc więc obraca się około osi, ale raz tylko w ciągu całego obiegu synodycznego. Taka równość czasów obrotu i obiegu księżyca jest powodem tego, że z ziemi tylko jednę jego stronę widzimy, druga dla mieszkańców ziemi jest niedostrzegalna.

116. Ważenie się księżyca. Rozpatrując jednak ściśléj zapomocą lunet powierzchnią księżyca, spostrzegamy pewne małe wahania jego powierzchni, tak iż różne jego strony nieco więcéj się ku ziemi zwracają, a za to inne dla nas odpowiednio znikają. Zjawisko to zowią ważeniem się księżyca (libratio).

Gdyby ruch księżyca odbywał się jednostajnie po kole, w którego środku byłoby oko spostrzegacza, to wówczas, oczywiście, widzielibyśmy zawsze tęż samę połowę jego kuli. Wiemy jednak, że ruch obiegowy księżyca ma miejsce po elipsie z szybkością zmienną, ruch zaś obrotowy jest jednostajny, że oko nasze nie w środku ziemi, ale na jéj obracającéj się powierzchni jest umieszczone, i że nadto oś obrotu księżyca nie jest prostopadła do linii, łączącéj punkt widzenia ze środkiem kuli księżyca. Te okoliczności sprawiają, że raz jedna część brzegu więcéj dla oka jest widzialna, gdy druga się chowa, albo odwrotnie.

Przy tak złożonych warunkach, odróżniamy trzy rodzaje ważenia się księżyca.

1) Ważenie się księżyca w długości, t. j. w kierunku jego równoleżników, jest zależne wprost od tego, że szybkość jego obrotu jest jednostajna, a szybkość obiegowa zmienna. Zauważmy wtedy, kiedy księżyc znajduje się w punkcie przyziemnym, t. j. w położeniu K (fig. 98), punkt a w środku jego tarczy, objętéj promieniami widzenia Zt i Zt'. Po upływie czwartéj części czasu potrzebnego dla dokonania całego obiegu, t. j. w położeniu K', punkt a, wskutek jednostajnego obrotu, przejdzie 90°, t. j. dojdzie do a', ale nie będzie już ściśle w środku tarczy. Księżyc bowiem, biegnąc od punktu przyziemnego ruchem szybszym, więcéj niż czwartą część swéj drogi odbędzie; tarcza jego będzie objęta promieniami widzenia Zs i Zs', a pośrodku jéj znajdzie się punkt b, inny od owego punktu a, który będzie w położeniu a'. Część więc tarczy st wynurzy się dla oka patrzącego

z ziemi, gdy część *s't'* się schowa, t. j. cały księżyc wyda się o kąt *tos* ku wschodowi odwrócony. Kąt ten dochodzi do 7° 35'. W punkcie odziemnym,

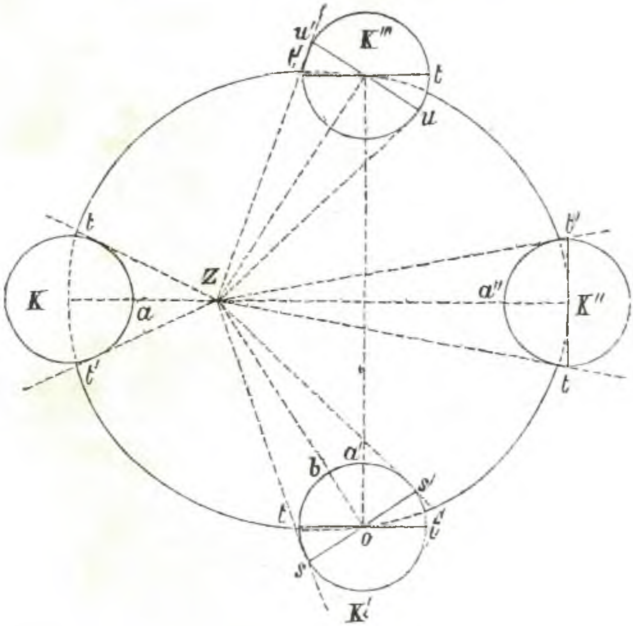


Fig. 98.

t. j. w położeniu K'', odpowiadającym połowie obiegu i połowie obrotu, znowu mamy widok tarczy ten sam, co w K, a nakoniec po upływie $\frac{3}{4}$ czasu obiegu zobaczymy w położeniu K''' księżyc odchylony o ten sam kąt ku zachodowi.—Wskutek tego ważenia się w długości, możemy poznać nieco więcéj niż połowę księżyca, bo raz ze wschodu, drugi raz z zachodu stają się dostępnymi dla wzroku pasy jego powierzchni, po 7°,5 wynoszące.

2) Ważenie się księżyca w szerokości pochodzi od położenia osi jego względem powierzchni orbity, do któréj ta oś jest nachylona pod kątem 83° 22', jak to w przybliżeniu na fig. 99-éj widzieć można, w któréj, dla uwydatnienia libracyi, rozmiary księżyca są znacznie powiększone. W położeniu K linija *bb'* oznacza oś księżyca i widzimy z ziemi Z biegun północny *b* i poza nim część powierzchni *br*, gdy południowy biegun jest schowany. W położeniu K' o 180° odległym od K, t. j. po 14 dniach, mamy widok odwrotny. Wielkość tego wahania dochodzi do 6° 47', co, oczywiście, przybliżenie przedstawia kąt, pod którym równik księżyca nachylony jest do płaszczyzny (por. us. 113) jego drogi.

3) Nakoniec, ruch obrotowy ziemi wytwarza trzeci rodzaj ważenia się księżyca, które zowią dziennym albo paralaktycznym, bo zależy ono

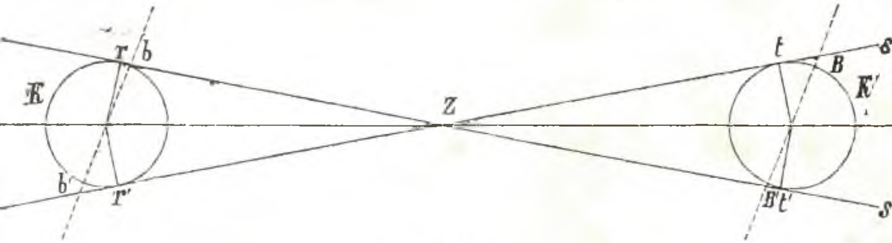


Fig. 99.

od zmiany miejsca spostrzegacza na ziemi. Jest ono mniejsze od poprzednich, bo zawarte w granicach paralaksy poziomėj księżyca, niedochodzącėj 1°. Jeżeli na fig. 100-ėj wyobrazimy sobie spostrzegacza na ziemi Z

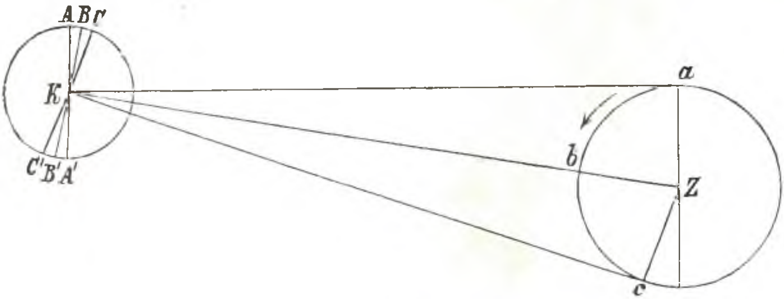


Fig. 100.

w punkcie *a*, to on widzi tarczę wschodzącego na poziomie księżyca jako koło, którego rzutem jest linija AA'. Skoro punkt *a* wskutek obrotu ziemi dojdzie do punktu *b*, w którym ma miejsce górowanie księżyca, to ów spostrzegacz widzi tarczę jego w rzucie jako liniją BB', prostopadłą do *b*K. Przy zachodzie nareszcie, gdy punkt *b* dojdzie do *c*, tarcza przedstawi się w postaci koła CC' prostopadłego do *c*K. Tym sposobem w ciągu dnia prócz połowy BCA'B' widzieć będziemy powierzchnie wycinków AKB i B'KC', jednego przy wschodzie, drugiego przy zachodzie. Kąty te AKB i B'KC' są oczywiście równe kątowi *a*KZ, to jest paralaksie poziomėj księżyca.

117. Warunki oświetlenia i ciepła na księżycu. Okres obiegu synodycznego księżyca, wynoszący dni 29 i pół przeszło i będący zara-

zem okresem jego obrotu około osi, przedstawia dla księżyca dobę. W ciągu bowiém tego czasu każdy punkt jego powierzchni, z wyjątkiem pewnych zboczeń przy biegunach, przez 15 dni prawie ma dzień i przez 15 dni noc, co łatwo można wyrozumiéć z fig. 101-éj, przedstawiającéj

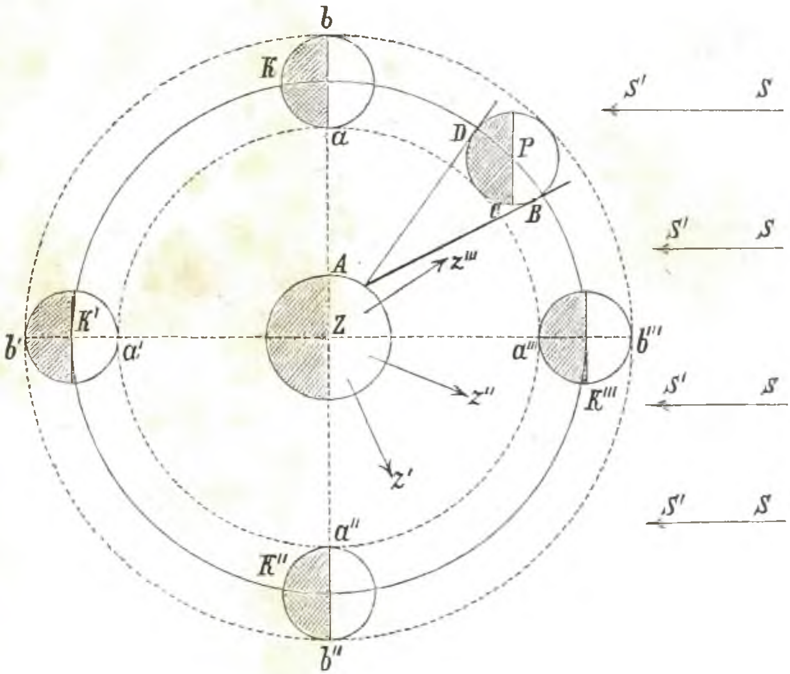


Fig. 101.

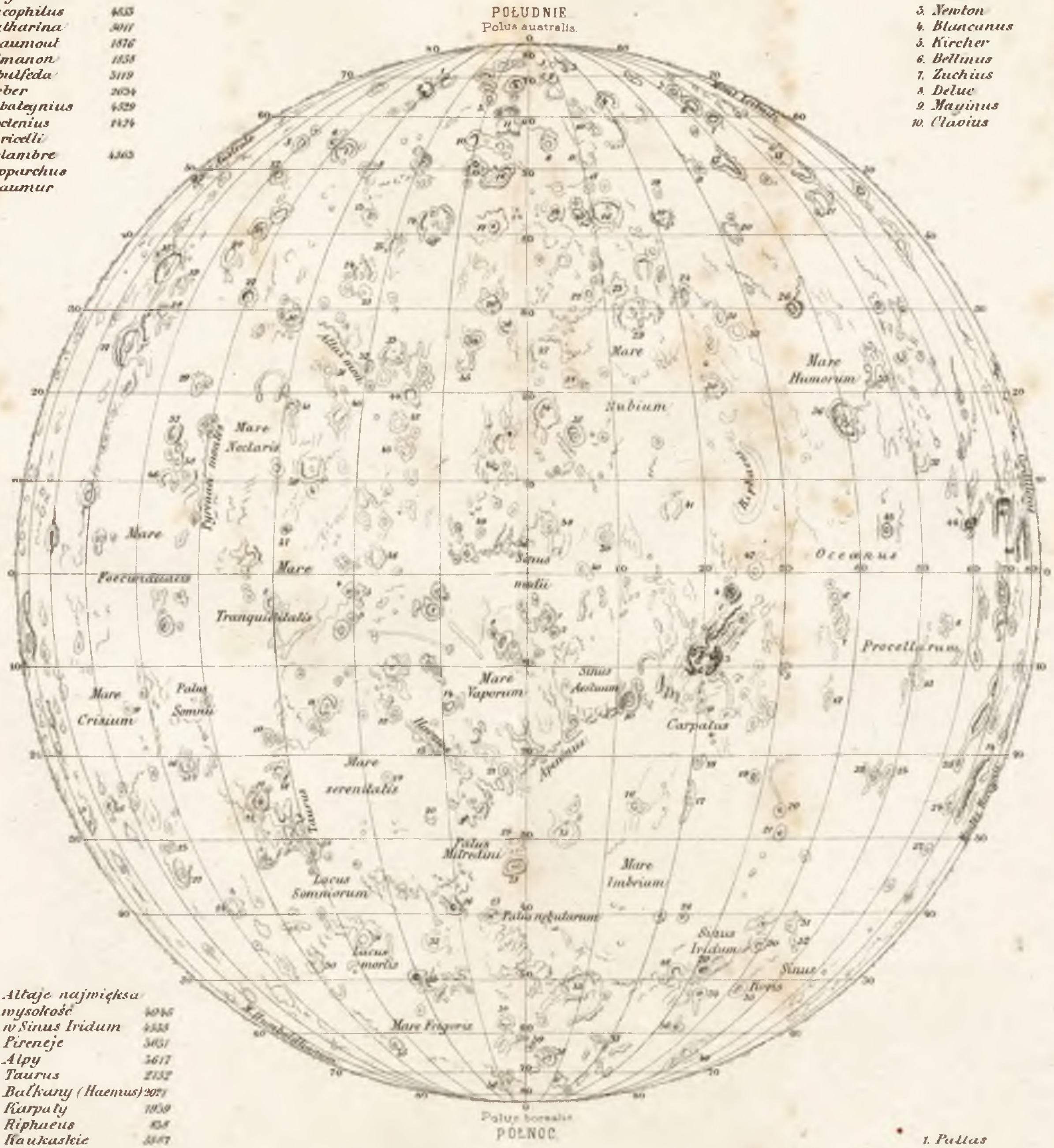
drogę księżyca KK'K''K''' około ziemi Z, gdy linije SS' są kierunkami promieni światła słonecznego. W miejscowości *a* podczas piérwszéj kwadry zaczyna słońce wschodzić, w punkcie *a'* (pełnia dla ziemi) góruje, nakoniec, gdy księżyc dochodzi do ostatniéj kwadry K'', w tymże punkcie *a''*, po 15 prawie dniach ciągłego światła, słońce zaczyna zachodzić. Przez drugą połowę drogi, *a''a'''a*, miejscowość ta jest odwrócona od słońca, co stanowi dla niéj 15-dniową noc. Noc ta jednak nie jest nigdy ciemną. Z chwilą bowiém zachodu słońca w punkcie *a''*, ziemia, oświetlona przez słońce, rzuca dość światła odbitego w kierunkach Z*z'*, Z*z''*, Z*z'''*, aby noc na księżycu uczynić jaśniejszą od najwidniejszych nocy ziemskich. W punkcie mianowicie *a'''*, z którego ziemię jako pełnią ziemską widać, odbija ona 14 razy więcéj światła od światła dochodzącego do nas podczas pełni księżycowéj. To oświetlenie przez ziemię odbijającą światło sło-

KSIEŻYC.

Nazwiska gór i ich wysokości w metrach.

Ćwiartka południowo-zachodnia.

1. Manzinus 3246
2. Mutus 3742
3. Pentland
4. Curtius 6769
5. Biela
6. Rosenberger
7. Vlacq 3177
8. Pitiscus 3073
9. Baco 3773
10. Jacobi 3147
11. Zach 3708
12. Steinheil 3587
13. Nicolai 1908
14. Maurolicus 4325
15. Cuvier 3661
16. Licetus 4146
17. Stötter 3556
18. Furnerius 3281
19. Stevinus 3503
20. Rheita 4373
21. Metius 4020
22. Neander 2429
23. Lindenau 3617
24. Rabbi Levi
25. Busching 1570
26. Aliacensis 4425
27. Petavius 3299
28. Snellius 2079
29. Fracastor 2595
30. Piccolomini 4734
31. Polybius 2364
32. Fermat
33. Sacrobosco 3669
34. Apianus 2854
35. Playfair 3667
36. Weriter 4761
37. Colombo 2449
38. Magelhaens
39. Theophilus 4633
40. Catharina 3011
41. Beaumont 1876
42. Almanon 1858
43. Abulfeda 3119
44. Geber 2634
45. Albategnius 4529
46. Goclenius 1474
47. Toricelli
48. Delambre 4363
49. Hipparchus
50. Reaumur



Ćwiartka południowo-wschodnia.

1. Short 3695
2. Moretus 4870
3. Newton 7264
4. Blancanus 3487
5. Kircher 5369
6. Bettinus 3773
7. Zuchius
8. Deluc
9. Maginus 4397
10. Clavius 5130
11. Bayer 2460
12. Schiller 3850
13. Phocylides 2680
14. Saussure
15. Pictet
16. Tycho 5412
17. Street 1360
18. Longomontanus 4432
19. Wilhelm I 3374
20. Hainzel 3534
21. Schickard 2579
22. Hell 1635
23. Gauricus 2836
24. Cichus 2519
25. Capuanus 2606
26. Vitello (1300)
27. Purbach 2466
28. Thebit 2560.
29. Pitatus
30. Bulliald 2732
31. Mercator 1416
32. Campanus 1989
33. Mersenius 2563
34. Arzachel 4141
35. Alpetragius 3668
36. Gassendi 2914
37. Billy 1034
38. Herschel 2870
39. Lalande
40. Mosting 2294
41. Parry 499
42. Landsberg 2944
43. Flamsteed 1779
44. Damoiseau
45. Grimaldi
46. Riccioli

Ćwiartka północno-zachodnia

1. Taruntius 1062
2. Maskelyne 1416
3. Arago 1630
4. Sabine 807
5. Ritter 1208
6. Julius Caesar 1651
7. Agrippa 2059
8. Triesnecker 1652
9. Picard 1618
10. Vitruvius 1373
11. Plinius 1917
12. Menelaus 2001
13. Sulpicius Gallus
14. Manilius 2346
15. Eimmart 3146
16. Macrobius 4681
17. Romer 3528
18. Littrow
19. Bessel 1172
20. Linne
21. Conon
22. Geminus 3161
23. Burckhardt 4441
24. Franklin 2415
25. Posidonius 1735
26. Calippus 2549
27. Cassini 1331
28. Autolycus 2746
29. Aristillus 3598
30. Hercules 3316
31. Bürg 2069
32. Eudoxus 1541
33. Aristoteles 3258
34. Archytas 1205
35. Democritus 1721
36. Scoresby 2994

Góry Altaje najmięksa wysokość 4046
Góry w Sinus Iridum 4555
" Pireneje 3631
" Alpy 3617
" Taurus 2132
" Bałkany (Haemus) 2021
" Karpaty 1939
" Riphaeus 838
" Kaukaskie 5567
" Apeniny 5467
" Leibnitz'a 7260
" Kordylijery 5830

Ćwiartka północno-wschodnia

1. Pallas 1362
2. Bode
3. Copernicus 3458
4. Reinhold 2365
5. Milichius
6. Encke 551
7. Kepler 3054
8. Reiner 3024
9. Cavalerius 2920
10. Eratosthenes 4768
11. Gay-Lussac
12. Bessarion
13. Marius 1387
14. Kraft
15. Archimedes 1651
16. Timocharis 2204
17. Lambert 1812
18. Pytheas (1790)
19. Euler 1877
20. Diophantus (1300)
21. Delisle 1817
22. Aristarchus 2292
23. Herodot 1510
24. Briggs
25. Seleucus
26. Helicon
27. Lichtenberg
28. Maupertuis
29. Bianchini 2578
30. Sharp 2257
31. Mairan 2442
32. Louville
33. Plato 2212
34. Bouguer
35. Harpalus 4832
36. Horrebow
37. Fontenelle 2069
38. Epigenes
39. Timäus
40. Pythagoras

Rys. J. Zielński

w Lit. W. Główczewskiego w Warszawie

neczne trwa—jak to łatwo z fig. 101-éj zrozumiéć—przez całą 15-dniową noc dopóty, dopóki w punkcie *a* światła tego nie zastąpi wschodzące słońce. Na półkuli więc księżyca, ku nam zwróconéj, niéma ciemnych nocy; jest tylko 15 dni światła słonecznego i 15 dni światła odbitego od ziemi.

Ten stan rzeczy objaśnia nam zjawisko, widywane w piérwszych dniach po nowiu, w których, prócz błyszczącego wąskiego sierpa księżyca, widzimy resztę całéj jego tarczy łagodnym «światłem popielatym» oświetloną. Zjawisko to na fig. 101-éj odpowiada położeniu P. Czwartego dnia po nowiu z punktu A na ziemi, zaraz po zachodzie słońca, widzimy część księżyca BC jako sierp błyszczący, część zaś CD, oświetlona przez promienie odbite od ziemi, słabo choć wyraźnie na tle nieba dostrzéc się daje.

Te warunki oświetlenia stosują się tylko do połowy księżyca, ku ziemi zwróconéj; druga połowa, odwrócona od ziemi, ma noc 15-dniową zupełnie ciemną, punkt bowiém *b*, w którym słońce zaczyna zachodzić, przez cały ciąg drogi $bb'b''$ jest pozbawiony światła, dopiéro w położeniu b'', wschodzącym słońcem oświetlony, przez cały ciąg 15-dniowéj drogi $b''b'''b$ na słońce jest wystawiony.

Stan taki powtarza się ciągle bez żadnych zmian, odpowiednich ziemskim porom roku, i z powodu tak znacznéj długości czasu działania słońca i podobnie długiego jego braku musi wytwarzać bardzo znaczne różnice w temperaturze dnia i nocy, a nawet w temperaturze obu półkul, w przeciwnych jednocześnie warunkach znajdujących się. Według bardzo ścisłych a trudnych spostrzeżeń lorda Rosse'a, jest prawdopodobne, że różnica ciepła miejsc księżyca, wystawionych na największe działanie słońca, i miejsc, pozbawionych ciepła słonecznego, dochodzić może do 300° C. Bezwzględnéj temperatury jego powierzchni nie można dokładnie oznaczyć; prawdopodobnie jednak w okolicach równika podczas 15-dniowego działania słońca przechodzi ona znacznie stopień wrzącéj wody, gdy przy biegunach można się domyślać bardzo niskiego stanu temperatury.

Światło dochodzące do nas od księżyca jest zaledwie $\frac{1}{620\,000}$ częścią tego, jakie bezpośrednio od słońca dostajemy. Co do ciepła zaś, to, według doświadczeń Rosse'a i Marié-Davy, słońce wysyła go 82 600 razy więcéj, aniżeli księżyc; ta maleńka ilość ciepła, wysyłanego przez księżyc, wpływająca zaledwie na podniesienie temperatury o $\frac{1}{5000}$ stopnia termometru, pochodzi w $\frac{1}{7}$ od ciepła słonecznego odbitego, a w $\frac{6}{7}$ od promieniowania pochłoniętego przez księżyc ciepła słonecznego.

118. Postać księżyca. Rozważanie bliższe téj szczególnéj okoliczności, że czas obrotu księżyca około osi jest równy czasowi jego obiegu,

doprowadziło do przekonania, że postać jego okrągła, jaką z ziemi widzimy, nie dowodzi, aby on był ściśle kulisty. Prace Newton'a, Lagrange'a i Hansen'a wskazują, że z ową równoczesnością obiegu i obrotu jest związane to, że księżyc ma kształt elipsojdy, wydłużonéj w kierunku linii, łączącéj jego środek ze środkiem ziemi. Wydłużenie zaś to spowodowane być mogło przyciąganiem ziemi, jako większéj masy, działającéj na płynną prawdopodobnie niegdyś masę księżyca. Gdy do tego działania dołączymy wpływ siły odśrodkowéj, z ruchu obrotowego powstającéj, to musimy wnioskować, że księżyc ma postać elipsojdy różnoosiowéj. Oś największa leży w kierunku ziemi, najmniejsza, jako oś obrotu, jest prawie prostopadła do ekliptyki, średnia znajduje się w kierunku drogi księżyca. Powolny ruch obrotowy sprawia bardzo nieznaczne skrócenie osi obrotu; spłaszczenie, z tego powodu powstające, jest trudne do bezpośredniego oznaczenia. Według Lagrange'a, różnica osi obrotu i osi średniéj zaledwie 15 metrów wynosi, oś zaś najdłuższa, w kierunku środka ziemi idąca, jest o 75 metrów dłuższa od osi obrotu.

119. Budowa fizyczna. Bliskość stosunkowa księżyca dozwala rozpoznać zapomocą lunet takie szczegóły jego powierzchni, jakich na żadnych innych ciałach niebieskich dostrzéc nie możemy. Przypatrując się przez teleskop tym plamom, jakie gołym okiem na tarczy księżyca widziéć można, przekonywamy się, że są one utworami bardzo złożonymi, w których wielką ilość szczegółów można zauważyć. Wszystkie one przedstawiają się jako wzniesienia i zagłębienia rozmaitych kształtów. To, że są wzniesieniami, nie może ulegać wątpliwości, rzucają bowiém cienie bardzo widoczne, szczególnie tam, gdzie wschodzące słońce ukośnie je oświetla; wmiarę wznoszenia się słońca nad poziom miejscowości oświetlanéj cienie zmniejszają się, a wraz z tym i kontury wypukłości coraz więcéj się zaciérają.

Choć już Galileusz poznał wiele szczegółów na powierzchni księżyca, to jednak piérwsza dokładniejsza mapa całéj widzialnéj półkuli zrobiona była przez Gdańszczanina Hewelijusza. Skolei, wmiarę udoskonalania lunet, powstały mapy Beer'a, Mädler'a, Schmidt'a, wreszcie ostatnie, bardzo szczegółowe, opisy Neisson'a i Nasmyth'a. Tablica VI przedstawia kartę księżyca, ułożoną według ostatnich spostrzeżeń; na niéj są zaznaczone tylko wybitniejsze okolice; szczegóły bowiém odzielnych części, z powodu małych rozmiarów, tak jak na mapach ziemi, opuszczone być musiały.

Spostrzegamy na téj mapie przedewszystkim duże przestrzenie ciemniejsze, prawie płaskie, z małymi pośrodku nierównościami; są to tak zwane m o r z a. Piérwotna ta ich nazwa pozostała im dotychczas, mimo tego, że są to właściwie płaszczyzny, nie mające nic spólnego z wodą, bo widać pośród nich tak różne i liczne nierówności, jakich na wodzie, ukła-



J. Nasmyth

fot. Strumper & Co Hamburg

KRATER ARCHIMEDES Z OKOLICĄ I CZĘŚĆ APENINÓW

dającéj się zawsze do poziomu, nie możnaby dostrzéc. Na półkuli północnéj takie płaszczyzny są większe, niż na południowéj.

Fig. 102 *a* przedstawia widok księżyca w piérwszéj kwadrze tak, jak go widać przez lunetę średniéj wielkości, zaś fig. 102 *b* w taki sam sposób



Fig. 102 *a*.



Fig. 102 *b*.

przedstawia ostatnią kwadrę. Lewa strona rysunku 102 *a* przedstawia okolicę, dla któréj słońce już stoi wysoko, na prawéj zaś widać miejsca, dla których słońce dopiéro wschodzi. Tu więc cienie od wypukłości, przez słońce rzucane, są wyraźne; płaszczyzny (owe morza) widoczne są jako ciemniejsze plamy w miejscach mocno oświetlonych na lewéj stronie. Porównywając je z mapą (Tabl. VI), widzimy, że to «mare Nectaris» «m. Tranquillitatis» i połączone z nim «m. Serenitatis». Z prawéj strony u dołu «m. Imbrium», w połowie dopiéro oświetlone; druga połowa jeszcze niewidoczna, ale na jéj brzegu są jasne punkty: to wiérzchołki wzniesień, na które promienie wschodzącego słońca naprzód padają, kiedy w dolinach jeszcze ciemność panuje.

Podobne płaszczyzny spostrzegamy na fig. 102 *b*, przedstawiającéj ostatnią kwadrę; dla lewéj strony figury słońce zachodzi dotykając ostatnimi swymi promieniami wzniesień, wystających w postaci widocznych jasnych punktów; naprawo ciemna płaszczyzna, «oceanus Procellarum», łącząca się u dołu z m. Imbrium pośrodku nich dwa błyszczące światłem słonecznym wzniesienia: «Kopernik» i «Keppler».

120. Kratery. Na płaszczyznach tych i wokoło tarczy widzimy utwory okrągłe, różnéj wielkości, tak zwane k r a t e r y; mają one podobieństwo do kraterów wulkanów ziemskich, choć wielkość ich, nieraz bardzo znaczna, z trudnością pozwala na przypuszczenie jednakowego ich z wulkanami ziemskimi pochodzenia. Największe z nich o średnicy, dochodzącéj do 250 kilometrów, są prawdziwymi dolinami, otoczonymi kolistym lub owalnym wzgórzem, nieraz porozrywanym, a wewnątrz doliny często wznoszą się wzgórki, nie dochodzące wysokością gór otaczających. Widok takiéj doliny, zwanéj «Gassendi», przedstawia fig. 103-a w chwili

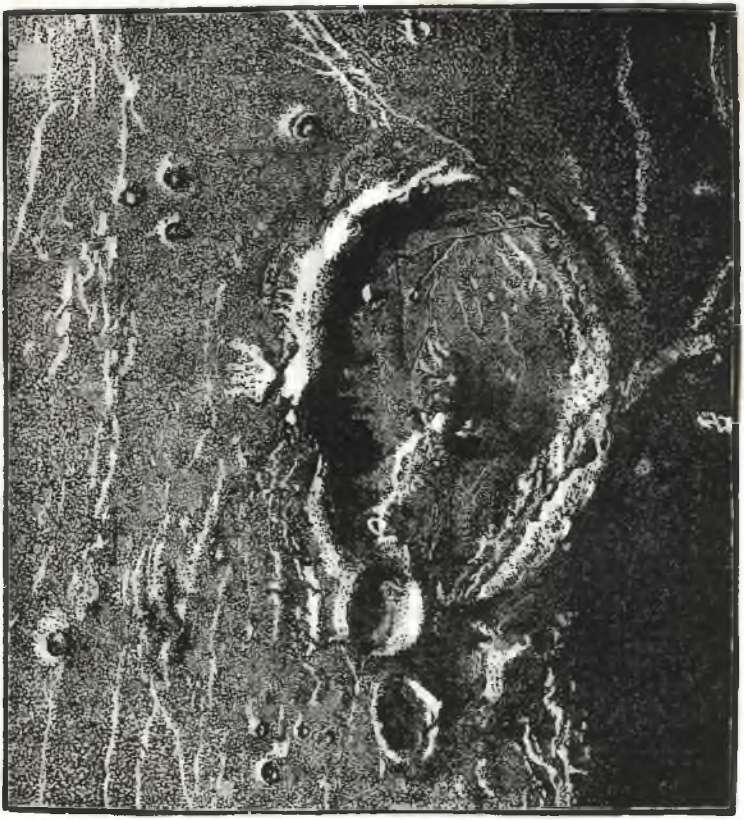


Fig. 103.

wschodu słońca dla niéj. Wzgórza na lewéj stronie rysunku, oświetlone przez słońce, rzucają cień wewnątrz wgłębienia. Na prawéj stronie doliny jeszcze jest noc; wystające tylko wierzchołki gór, punkty błyszczące, odbijają światło wschodzącego słońca.

Mniejsze utwory podobnéj postaci, tak zwane **góry pierścieniowe**, są więcéj regularnych kształtów; płaszczyzny ich środkowe otoczone są okrągłym wałem spadzistym wewnątrz, a łagodnie pochyłym zewnątrz; w środku okrągłéj płaszczyzny widać jednę lub więcéj oddzielnych stożkowych gór, niższych zwykle od otaczającego wału. Jednym właśnie z takich wzniesień jest powyżéj (us. 119) wspomniany «Kopernik». Okolica ta (fig. 104) przedstawia wał, otaczający płaszczyznę, który przedłuża się

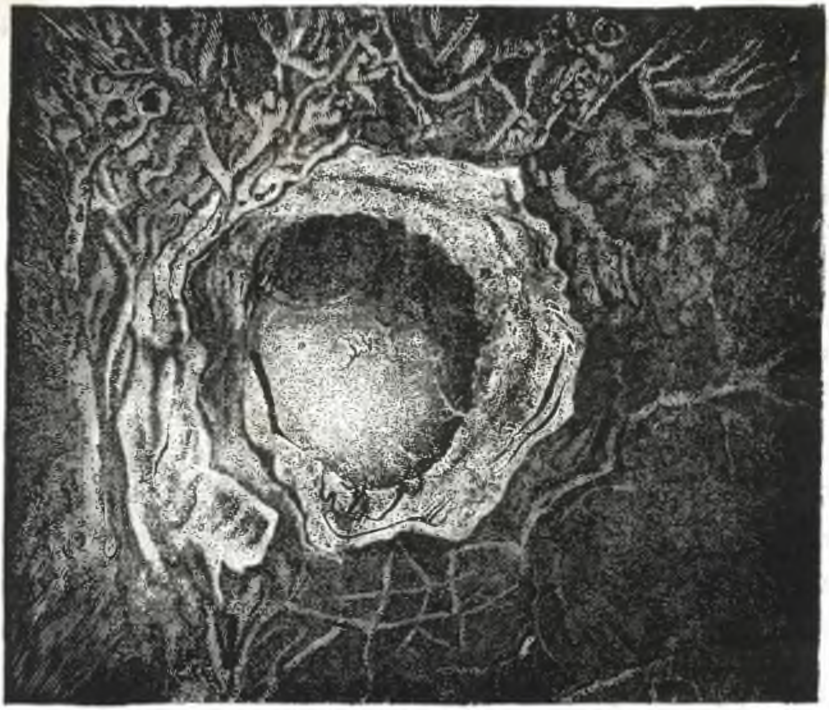


Fig. 104.

w liczne odnogi górzyste, posplatane z sobą w bardzo różny sposób; wewnątrz zaś doliny jest kilka oddzielnych gór stożkowatych, prawie zupełnie oświeconych, a więc rysujących się wyraźnie.

Mniejsze kratery wielkości bardzo rozmaitéj, od 20 przeszło kilometrów średnicy, aż do zupełnie małych, nieszerszych nad jeden kilometr, zapełniają całe przestrzenie księżyca i ilość ich na tysiące się liczy, jak to można wnosić z tych, które na fig. 102 *a* i *b* przy brzegach są widoczne z powodu bocznego oświetlenia. W środku ich najczęściéj znajdują się mniejsze wzgórzystości, nie łączące się zupełnie z otaczającym wałem.

Jednę z grup mniejszych kraterów księżyca mamy na Tab. VII. Największy z nich w środku figury położony, «Archimedes», przedstawiony przy zachodzącym dla niego słońcu, jest wewnątrz prawie ciemny; otaczają go wzgórza, daleko rozciągające się na płaszczyźnie; łączą się one prawie z pasmem gór «Apeninów», pośród których widać kilka kraterów mniejszych podobnéj postaci.

Najdrobniejsze kratery i nieznaczne wgłębienia rozsypane są pośród wielkich płaszczyzn, albotéż w sąsiedztwie kolistych gór; niekiedy te drobne utwory przedstawiają stożkowate wzgórki ze spłaszczonymi, zagłębionymi nieco wiérzchołkami i małymi wzniesieniami, wystającymi pośród zagłębienia; są one zupełnie podobne do kraterów znanych wulkanów ziemskich.

Najpodobniejsze do formacyj ziemskich są pasma czyli łańcuchy gór księżycowych; najczęściéj okalają one szerokie płaszczyzny łagodnie wygiętymi łukami. Jedno takie pasmo gór, zwane Apeninami, widać na fig. 102 *a* i *b* i na Tab. VI; otacza ono z południo-zachodu mare Imbrium. Na figurze, przedstawionéj w obrazie odwrotnym (t. j. tak, jak zapomocą lunety zwykle się widzi), jest to pasmo z lewéj strony płaszczyzny u góry; u dołu téjże płaszczyzny, a więc odpowiednio w północnéj stronie maris Imbrium, widać mniejszy łańcuch «Alp», zakończony u ciemnego brzegu wielkim kolistym kraterem, zwanym «Plato».

Wysokość gór księżycowych, dotychczas mierzonych, dochodzi do 8800 metrów; głębokość kraterów jest także nieraz znaczna, niekiedy do 3000 metrów. Ta różnica poziomów stanowi około $\frac{1}{150}$ promienia księżyca, co ze względu na stosunkową wielkość księżyca i ziemi znacznie przechodzi różnicę poziomów ziemskich, wynoszącą najwięcéj około $\frac{1}{350}$ promienia ziemskiego. Ponieważ na księżycu nie widzimy wcale oceanów, przeto wysokości te liczą się nie od poziomu morza, jak na ziemi, ale od najbliższéj podnóża gór płaszczyzny.

Wysokość gór księżycowych jest wyrażona w metrach na Tab. VI obok nazwisk pojedyńczych gór i kraterów, odpowiednimi liczbami na saméj karcie oznaczonych.

121. Mierzenie gór księżycowych. Mierzenie wysokości gór księżycowych, jakkolwiek z takiéj odległości może się wydawać trudnym, jest jednak możliwe, ze znaczną nawet dokładnością. Odbywa się ono zapomocą mikrometru z rozpiętych w lunecie pajęczych nitek, których odległości łukowe mogą być zawsze wiadome.

Przy brzegach tarczy księżyca widać wzniesienia jego powierzchni w profilu; łatwo więc zmierzyć je w sekundach łuku bezpośrednio i porównać z promieniem księżyca, również w sekundach wyrażonym. Jeżeli np. zmierzona góra przedstawi się jako $1'',5$, promień zaś pozorny w téjże saméj chwili jest

16′, czyli 960″, wtedy góra jest $\frac{1}{640}$ promienia, równego 236 milom gieogr., t. j. jéj wysokość wynosi 0,37 mili prawie, czyli 2745 metrów. Mierzenie tym sposobem ogranicza się tylko do gór, leżących w pasie, ulegającym libracyi (ważeniu się), bo tylko na nim góry przedstawić się nam mogą w profilu, nie ulegając perspektywicznemu skróceniu.

Góry w środku powierzchni leżące innym sposobem mierzone być mogą. Jeden ze sposobów polega na téj zasadzie, że im góry są wyższe, tym wschodzące słońce w większéj odległości od granicy światła poczyna oświecać ich wierzchołki. Tak np. na fig. 105-éj, przedstawiającéj księżyc w pierwszéj

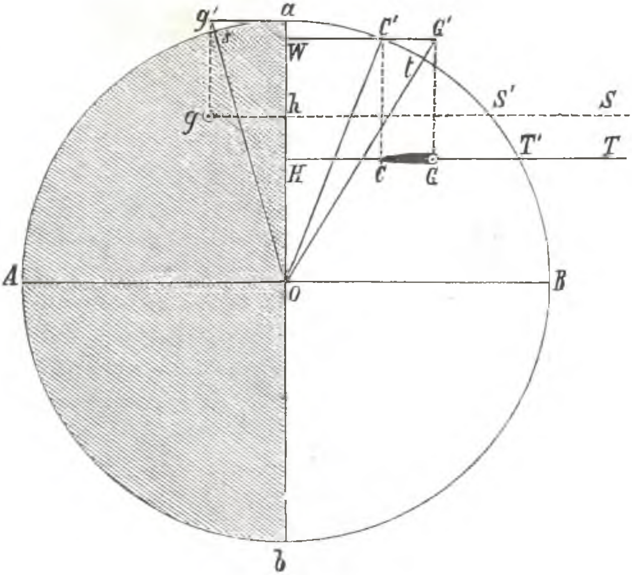


Fig. 105.

kwadrze, wyobraźmy sobie, że promień słońca wschodzącego na kole ab oświetla wierzchołek góry w punkcie g, widoczny jako błyszczący punkt na ciemnym tle. Odległość gh od granicy światła możemy zmierzyć bezpośrednio, bo gh, jako przedłużenie promienia SS′, stycznego w punkcie h, nie ulega perspektywicznemu skróceniu. Łącząc punkty h i g ze środkiem kuli księżyca, otrzymamy zawsze trójkąt prostokątny przy h, bo styczna jest do promienia prostopadła. Trójkąt ten, po obróceniu około osi AB, przechodzącéj przez środek księżyca i prostopadłéj do koła ab, przedstawi się na płaszczyźnie rysunku jako trójkąt Oag', w którym

$$Og' = \sqrt{Oa^2 + g'a^2} = \sqrt{(\text{prom. ks.})^2 + g'a^2}.$$

Odjąwszy od Og' promień księżyca Os, otrzymamy sg', t. j. szukaną wysokość góry g.

Wrazie, kiedy góra G (fig. 105) znajduje się na powierzchni oświetlonéj, korzystamy z cienia, przez nią rzuconego, aby z jego długości znaléść właściwą wysokość. I tu podobnie możemy zmierzyć HC i GC, t. j. odległość końca cienia C od płaszczyzny koła aOb i odległość od wierzchołka góry G do końca cienia C, która, jako przedłużenie promienia słońca TT', nie ulega skróceniu. Połączywszy punkty G i C ze środkiem kuli księżyca, miéć będziemy trójkąt OCG, który tak obróćmy około osi AB, aby się znalazł na płaszczyźnie rysunku; otrzymamy w ten sposób trójkąt OG'C', a wysokość góry G przedstawi się jako tG'. Przyjąwszy mały łuk tC' jako schodzący się razem ze styczną w punkcie C', miéć będziemy, z podobieństwa trójkątów $C'G't$ i OC'W.

$$tG' : G'C' = WC' : C'O,$$

a stąd $tG' = \dfrac{GC \,.\, HC}{\text{prom. ks.}}$.

Trójkąt $C'G't$, prostokątny przy t, można także rozwiązać, mając zmierzoną długość cienia G'C' i kąt $G'C't$, któryto kąt jest wysokością słońca dla poziomu miejscowości góry $C't$ i równy kątowéj odległości góry od granicy światła, t. j. kątowi aOC'. Zaznaczymy tu, że łuk tC' tylko na rysunku, powiększonym w celu uwydatnienia przedstawienia, jest tak wielki; w naturze zaś punkty t i C' są właściwie w jednéj miejscowości i wysokość słońca, z kąta aOC' wyznaczona, stosuje się i do podnóża góry w punkcie t. — Takie obliczanie wysokości z rozmiaru cienia jest często w użyciu; mając bowiem przedmiot AB (fig. 106) nieznanéj wysokości i wiadomy kąt wysokości słońca ACB, oraz bok AC, łatwo z trójkąta ABC obliczyć wysokość przedmiotu AB, pionowo stojącego.

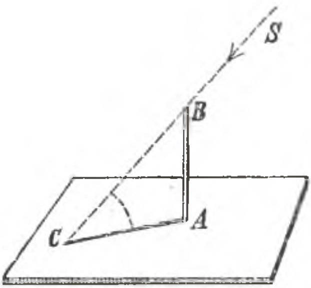


Fig. 106.

122. Bruzdy. Oprócz gór różnego kształtu, znajdujemy jeszcze na księżycu dwa rodzaje utworów, których natury zaledwie domyślać się można. Jedne z nich, tak zwane b r u z d y, są wgłębieniami podłużnymi, zwykle prostymi, niekiedy zgiętymi pod kątem, jakby skutki popękania powierzchni twardéj; ciągną się one na znacznych przestrzeniach od 300 do 500 kilometrów. Przy oświetleniu bocznym widać je jako ciemne linije, przechodzące bez przerwy zarówno po płaszczyznach jak i po górach. Na fig. 103-éj widać je złamane pod kątem na wewnętrznéj płaszczyźnie

kolistéj, t. j. na Gassendi. Szerokość bruzd dochodzi zaledwie do jednego kilometra.

Inne, więcéj jeszcze zagadkowe utwory, przedstawiają się w postaci błyszczących podłużnych smug świetlnych, rozchodzących się jakby promienie od większych kraterów; są one najwyraźniejsze podczas pełni, przy bocznym zaś oświetleniu znikają, co wskazuje, że one nie przedstawiają znaczniejszéj różnicy poziomów.

123. Atmosfera księżyca. Wszystkie wymienione szczegóły na powierzchni księżyca zawsze dostrzegamy czyste, nieprzyćmione, oile chmury ziemskie temu nie przeszkadzają. Z tego już wnieść można, że atmosfery, podobnéj do naszéj, niéma tam wcale, gdyż nie dostrzegamy ani mgły, ani chmur. Domysł ten potwierdzają inne jeszcze okoliczności. Przy zakrywaniu gwiazd przez księżyc (us. 106) nie widzimy nigdy, aby gwiazda w ostatnich chwilach przed zakryciem słabła w swym blasku, lub zmieniła położenie wskutek refrakcyi, coby być musiało, gdyby znaczniejszéj gęstości atmosfera otaczała kulę księżyca. Nadto cienie gór księżycowych, rzucane przez słońce, mają kontury zupełnie wyraźne, kiedy cienie na ziemi, wskutek rozpraszania promieni światła przez atmosferę, mają zawsze na krańcach pewne stopniowanie światła. Jeżeli więc znajduje się na księżycu jakakolwiek warstwa gazów, otaczających jego kulę, to, według Neisen'a, musi ona miéć przynajmniéj 300 razy mniejszą gęstość od atmosfery ziemskiéj.

Wody również na księżycu dostrzéc nie możemy. Z badań jednak Zöllner'a wynika, iż na księżycu istniéć może woda w stanie stałym — w postaci lodu, coby za sobą pociągało także pewną atmosferę, oczywiście nader małéj gęstości. Hansen nawet przypuszcza możliwość atmosfery, podobnéj do naszéj, po drugiéj stronie księżyca, od nas odwróconéj.

124. Przeszłość księżyca. Przy takich warunkach fizycznych księżyca, mimo wielkiego podobieństwa jego powierzchni do niektórych okolic wulkanicznych ziemi, niełatwo jest rozstrzygnąć pytanie o sposobie jego utworzenia. Wiele jednak względów przemawia za tym, że masa księżyca była niegdyś płynna, a wskutek promieniowania ciepła stygła, poczynając od powierzchni, na któréj musiała się utworzyć twarda skorupa, przerywana od czasu do czasu wybuchami rozgrzanych jeszcze wówczas materyjałów wewnętrznych. Tym sposobem dałyby się wytłomaczyć te różnorodne kształty gór kolistych, bardzo podobnych do wyników działań wulkanów ziemskich. Przy tym pojęciu, które większość selenografów *) popiéra, nie należy zapominać, że brak wody na księżycu z trudnością pozwala przypuszczać, aby powód wulkanów księżycowych był

---

*) Selenografija—nauka o księżycu, od *selene*—księżyc.

ten sam, co na ziemi, gdzie działanie wody na części składowe ziemi zdaje się być jednym z warunków tworzenia się wybuchów. W ostatnich czasach Nasmyth i inni wraz z nim przypuszczają, że powodem wybuchów księżycowych mogła być własność niektórych ciał rozszerzania się przy przejściu ze stanu płynnego w stały, jak to ma np. miejsce z wodą, a co dla niektórych innych ciał jest przypuszczalne. W takim razie, po utworzeniu się wierzchniéj skorupy, część płynna wewnętrzna, stygnąc i przybierając większą objętość podczas przechodzenia w stan stały, mogłaby spowodować cząstkowe przerwy i wyrzuty wulkaniczne — co do przyczyny różne od ziemskich, a w skutkach podobne.

Gdyby to przypuszczenie było poparte przez więcéj dowodów, to może i najwięcéj dziś zagadkowe bruzdy i smugi świetlne (us. 122) znalazłyby należyte objaśnienie. I jedne i drugie mogą być pęknięciami podłużnymi skorupy wskutek wewnętrznego parcia w pewnych warunkach. Smugi — pierwotnie szczeliny — mogły być zalane zewnątrz materyjałem płynnym, silnie światło odbijającym, ale zalane w tak niewielkiéj ilości, że dopatrzéć się ich wypukłości niepodobna. Bruzdy, w późniejszéj epoce utworzone, przy mniejszéj obfitości materyjałów płynnych, mogły pozostać w pierwotnym kształcie szczelin. Że zaś owe bruzdy są najpóźniejszymi z utworów na powierzchni księżyca, tego zdaje się dowodzić ich nieprzerwany przebieg po różnych kraterach, oczywiście już wcześniéj istniejących. Choć także z pewnym prawdopodobieństwem możnaby przyjąć, że bruzdy powstały (zawsze najpóźniéj) wskutek pękania powierzchni kurczącéj się przy zniżaniu temperatury do stopnia dzisiejszego, bez żadnych wpływów wewnętrznych.

Brak danych, któreby przemawiały poważnie za prawdziwością tego przypuszczenia, pozwala robić inne. Jedno z takich przypuszczeń, zasługujące na uwagę, przyznaje meteorytom udział w tworzeniu się powierzchni księżyca. Ciała te, różnéj wielkości, od pyłków drobnych, aż do brył zwanych aerolitami, krążą w przestworach świata w wielkich bardzo ilościach i często ze znaczną szybkością. Niektórzy więc z fizyków, przeceniając nieco ich rolę w tworzeniu się światów, przypuszczają, że one, padając na księżyc i zmieniając siłę żywą ruchu na ciepło, sprowadzają przez to miejscowe zmiany, tworzą stopione zagłębienia, odsunięte wybuchem koliste wzgórza, częściowo pozostają jako resztki w miejscu spadku w postaci tych gór, które w środku kraterów tak często spotykać się dają. Jeden ze zwolenników tego przypuszczenia, Meydenbauer, usiłował nawet doświadczeniem, powierzchownie biorąc, udatnym, myśl tę poprzéć. Nasypawszy na płaską deseczkę równą warstwę drobnego suchego piasku, sypał powoli takiż piasek z góry małymi ilościami i otrzymywał kształty pozornie bardzo zbliżone do powierzchni księżyca, jak to

na jednéj z takich prób na fig. 107-éj widzieć można. Ta hypoteza działania meteorytów z wielu względów nie jest pewniejsza od poprzednio wyłożonéj; przeciwko zaś niéj przemawia głównie to, że meteoryty, spadając w tak wielkiéj ilości, musiałyby wpłynąć na powiększenie masy księżyca, a wskutek tego na zmianę czasu jego obiegu, czego dotychczas nie zaznaczono.

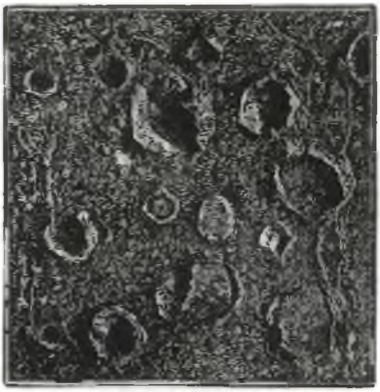


Fig. 107.

Którąkolwiek przyjęlibyśmy z powyższych hypotez, w każdym razie dotychczasowe badania stanu fizycznego księżyca każą nam uważać to ciało niebieskie, jako świat, który albo kończy, albo już ukończył swój stan rozwoju, w znaczeniu odniesionym do stanu naszéj ziemi. Brak atmosfery i wody pozbawia księżyc tych niwelujących czynników, jakie są powodem ciągłego przeobrażania się powierzchni ziemi. Przy braku tych żywiołów i prawdopodobnym ostygnięciu wnętrza, jedynym powodem możliwych dzisiejszych zmian na księżycu może być tylko zmienne ciepło słońca. Skala téj zmienności na księżycu, jak przypuszczają, do 300° C. dochodzić może; jest to jednakże zamało, aby wywołać zmiany, któreby z ziemi można było dostrzéc.

Wprawdzie Schmidt w r. 1866 podejrzywał zmianę w kraterze Linneusza w porównaniu z r. 1823; Klein również, jeden z najczynniejszych dzisiejszych selenografów, takąż zmianę widzi w utworzeniu się małego krateru obok znanego już dawniéj krateru Hyginus'a, leżącego w bliskości środka tarczy księżyca. Fig. 108-ma przedstawia kartę téj okolicy. Przez krater Hyginus'a H ciągnie się jedna z największych bruzd księżyca; obok niéj ku północy, «wzgórza Ślimakowe» S, a na zachód od nich mały krater N z wydłużonym wzgórzem ku południowi. Tego krateru nie spotyka się na mapach księżyca, przed rokiem 1877 robionych;

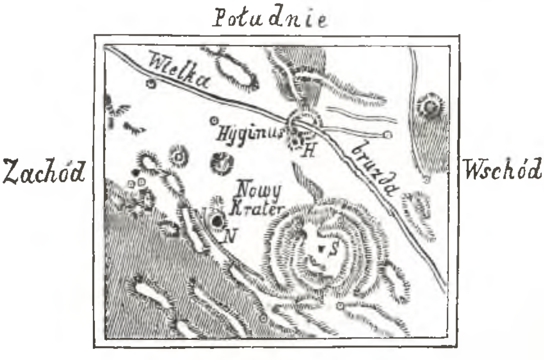


Fig. 108.

Klein więc uważa go za utwór w ostatnich latach powstały. Ponieważ jednak określenie postaci tych utworów wiele zależy od doskonałości lunety, chwili oświetlenia przez słońce i wprawy obserwatora, przeto, nie przecząc możliwości zachodzenia takich zmian, z ostatecznym rozstrzygnięciem kwestyi należy czekać na fakty, którychby kontrola nie ulegała wątpliwości.

W ostatnich czasach zastosowano fotografiją do zdejmowania widoków powierzchni księżyca. Warren de la Rue już w r. 1857 otrzymał piérwsze udatne próby, ale w małych rozmiarach; późniéj w r. 1865 Rutherfurd'owi w Nowym Yorku udało się dójść do otrzymywania obrazów fotograficznych księżyca, mających do 50 centymetrów średnicy, tak iż bardzo wiele szczegółów na nich rozpoznać można. Po wydoskonaleniu tego właśnie sposobu, kwestyja ostatnich zmian powierzchni księżyca łatwiéj zostanie rozstrzygnięta, bo ubędzie ważna wątpliwość co do różnic w spostrzeżeniach rozmaitych obserwatorów, tak pod względem sposobu ich widzenia, jakotéż pod względem rysowania widzianych przedmiotów.

ROZDZIAŁ V.

ZAĆMIENIA.

125. O zaćmieniach wogólności. Ziemia i księżyc są ciałami ciemnymi i nieprzezroczystymi; wskutek tego, oświetlone promieniami słońca, wytwarzają po przeciwnéj stronie cienie, czyli przestrzenie, do których promienie słońca albo zupełnie nie dochodzą, albo tylko częściowo. Z powodu większych rozmiarów słońca, cienie te mają postać stożków, jak to w przybliżeniu jest przedstawione na fig. 109-éj, na któréj S

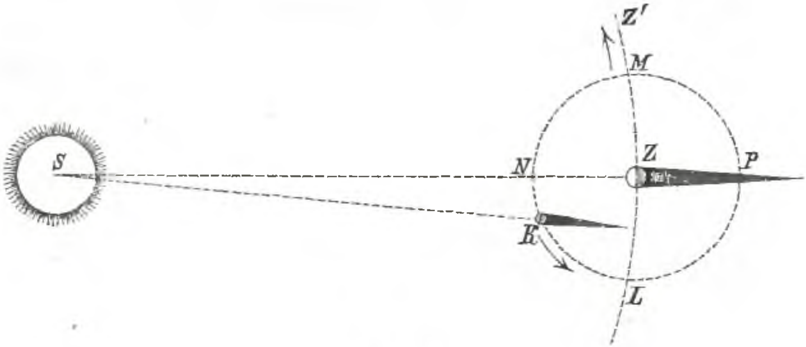


Fig. 109.

wyobraża słońce, Z ziemię, ZZ' część jéj drogi, K księżyc, KLMN jego drogę. Gdyby droga księżyca znajdowała się na płaszczyźnie ekliptyki, tak jak to na płaskim rysunku jest wyobrażone, wtedy, oczywiście, księżyc K za każdym obiegiem w położeniu P, odpowiadającym pełni, wszedłby w cień, przez ziemię rzucony, oileby długość owego cienia sięgała do drogi księżyca, i zniknąłby nam z oczu częściowo lub całkowicie, jako pozbawiony oświetlających go promieni słońca. Przy tymże przypuszczeniu, księżyc w nowiu N, znajdując się na jednéj linii prostéj ze środkiem ziemi i słońca, przedstawiłby się oku, z ziemi patrzącemu, jako ciemna kula, zakrywająca słońce częściowo lub całkowicie, coby wprost zależało od różnicy średnic pozornych.

Pierwsze z tych zjawisk zowie się zaćmieniem księżyca, drugie zaś zaćmieniem słońca. Ani jedno jednak, ani drugie nie może się zdarzać tak często, jakby z powyższego przypuszczenia wypadało; płaszczyzna bowiém drogi księżyca nie schodzi się razem z płaszczyzną ekliptyki. Nachylona do téj ostatniéj pod kątem $5^0 8'$, przecina się z nią podług linii węzłów (us. 104); aby więc zaćmienie mogło miéć miejsce, linija węzłów winna przypadać bardzo blisko kierunku NP, gdyż tylko wówczas środek księżyca znajdować się może blisko linii prostéj, łączącéj środek słońca ze środkiem ziemi. Jeżeli linija węzłów przypada w kierunku LM, to księżyc w położeniach nowiu N i pełni P jest najwięcéj od ekliptyki oddalony, mianowicie o całą pochyłość drogi $5^0 8'$, i podczas pełni przechodzi powyżéj lub poniżéj cienia ziemi, nie ulegając zaćmieniu, podczas zaś nowiu przechodzi poniżéj lub powyżéj linii, łączącéj środki ziemi i słońca, i na tarczy słonecznéj widzialny być nie może. Wogóle więc zaćmienia księżyca mogą się zdarzać tylko podczas pełni czyli przeciwstawienia; zaćmienia zaś słońca tylko podczas nowiu czyli złączenia.

Chociaż wymagane położenie linii węzłów księżyca jest warunkiem koniecznym możliwości zaćmień, to jednak ta okoliczność nie wystarcza do określenia czasu trwania i wielkości zaćmień, co zależy także od pozostałych warunków dróg ziemi i księżyca, to jest głównie od stosunkowych odległości tych ciał od siebie i od słońca.

1) Przy zmiennéj odległości ziemi od słońca, cień stożkowy ziemi ZP ma różną długość, a więc przecięcie jego kołowe w punkcie P, przypadające na drodze księżyca, ma różną wielkość, od której jest zależny przeciąg czasu, przez jaki trwa zaćmienie.

2) Wielkość przecięcia cienia ziemi uwarunkowana jest zmienną odległością księżyca od ziemi. Jeżeli księżyc, znajdując się w punkcie P, jest jednocześnie w punkcie odziemnym, to przecięcie cienia będzie mniejsze, a więc czas trwania zaćmienia krótszy, i odwrotnie.

3) Wielkość cienia stożkowego ziemi, oznaczona sposobem gieometrycznym z wielkości słońca i ziemi i ich odległości, ulega znacznéj zmianie wskutek refrakcyi, jakiéj doznają promienie słońca, przechodząc przez atmosferę ziemi. Jeżeli bowiém na fig. 110-éj wyobrazimy sobie promienie słońca krańcowe *ab*, *cd*, styczne do obu kul słońca i ziemi, to one są tworzącymi stożka z wierzchołkiem gieometrycznym w punkcie *o*. Część stożka *bdo* powinnaby być pozbawiona światła słonecznego, lecz refrakcyja promieni w atmosferze ziemskiéj, załamuje światło w ten sposób (us. 78), że promienie załamane schodzą się bliżéj ziemi, w punkcie *o'*. Tym sposobem cień *bdo'* jest krótszy od obliczonego gieometrycznie, a wskutek tego albo nie sięga do drogi księżyca KK', albo, dosięgając jéj,

da przecięcie cienia mniejsze, co przy obliczaniu czasu trwania zaćmienia powinno być uwzględnione i do rachunku wprowadzone.

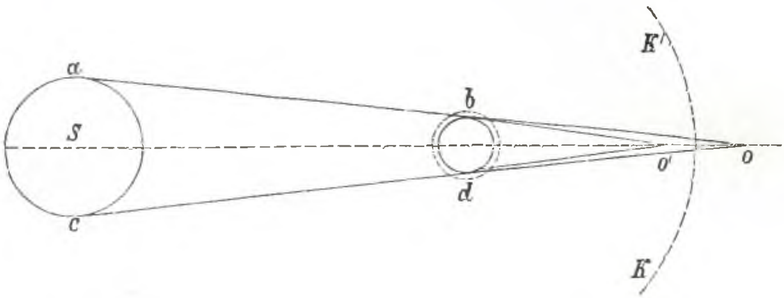


Fig. 110.

5) Zmienna prędkość kątowa księżyca i ziemi, zależna od miejsc, które te dwa ciała na swych drogach w chwili zaćmienia zajmują, również wpływa na czas trwania zaćmień.

5) Przy zaćmieniach słońca obliczenie wielkości i trwania zaćmienia polega jeszcze na dokładnéj znajomości pozornych średnic słońca i księżyca, bo od ich stosunku zależy większe lub mniejsze zakrycie. Z faktów życia codziennego wiemy, że nawet bardzo mały przedmiot, trzymany blisko oka, może zakryć całkowicie przedmiot daleko większy, ale odległy; księżyc więc, choć mały w stosunku do słońca, ale znacznie bliżéj nas będący, nieraz przedstawia pozorną średnicę większą od słonecznéj, wskutek czego jest w stanie całkowicie zasłonić słońce.

6) Różnice miejscowości ziemi i jéj obrotu nie wpływają na oznaczenie czasu zaćmień księżyca. Chwila wejścia księżyca w cień przez ziemię rzucony jest jedną dla wszystkich miejsc półkuli ziemskiéj, mających księżyc nad poziomem. Dlatego zaćmienia księżyca są zjawiskami niebieskimi jednoczesnymi, mogącymi służyć do oznaczania długości gieograficznéj taksamo, jak zakrycia gwiazd (us. 43), choć są one dla tego celu mniéj użyteczne, gdyż kontury cienia ziemi nie są dość ostre, z powodu refrakcyi promieni słonecznych, przechodzących przez atmosferę ziemską.

7) Przy zaćmieniach słońca, które, właściwie się wyrażając, są zakryciem słońca przez księżyc, miejscowość ziemi i jéj obrót mają wpływ zarówno na widzialność zaćmienia, jakotéż na oznaczenie chwili początku i końca. Z powodu złudzenia paralaktycznego można z punktu *a* (fig. 111) na ziemi Z widzieć część słońca *a'b'*, zakrytą przez księżyc K, kiedy w téjże saméj chwili z punktu *b* widać w kierunku *b*K*b'* dopiero piérwsze zetknięcie się ciemnéj tarczy księżyca ze słońcem, z punktu zaś *c* zaćmie-

nia jeszcze wcale nie widać. Przy czystości konturów tarczy księżyca, zaćmienia słońca przy uwzględnieniu złudzenia paralaktycznego, mogą służyć do dość ścisłego wyznaczania względnych położeń miejsc na ziemi. —

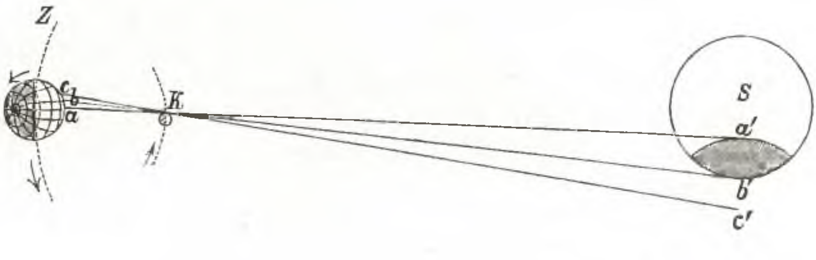


Fig. 111.

Okoliczności wymienione, jako zależne od dróg ziemi i księżyca, zmieniają się w ten sposób, że powtarzanie się warunków niezbędnych do utworzenia się zaćmienia nie podlega ścisłéj spółmierności czasu, szczególniéj względem jednéj miejscowości ziemi. A mianowicie: linija węzłów obiega ekliptykę w ciągu lat 18 dni 218 godz. 21,36, a w tym czasie ilość obrotów ziemi nie jest całkowita; linija absydów odbywa ruch prosty w ciągu lat 8 dni 310 godz. 13,8, co jest znowu niespółmierne z czasem obiegu węzłów; wpływa to na zmianę punktu przyziemnego, a wskutek tego na zmianę średnicy pozornéj w węzłach, zatym także i na wielkość oraz trwanie zaćmień. Dlategoto zaćmienia nie są zjawiskami ściśle peryjodycznymi; za każdym razem muszą być one ściśle obrachowane, choć w przybliżeniu mają pewien okres, po którym znowu z niewielkimi zmianami się powtarzają.

126. Okres chaldejski zaćmień. Okres przybliżonego powtarzania się zaćmień, wynoszący 18 lat i 11 dni, znany był w starożytności Chaldejczykom, pod nazwą «saros».

Wyznaczenie tego okresu (w każdym razie tylko przybliżonego) polega na następującéj zasadzie.

Wiedząc chwilę jakiegokolwiek zaćmienia, kiedy środki trzech ciał: słońca, ziemi i księżyca znajdują się na jednéj linii prostéj, należy wyznaczyć czas, po upływie którego toż samo położenie się powtórzy. W podobnych bowiem okresach czasu położenia tych trzech ciał względem siebie będą sobie odpowiadały z bardzo małymi zmianami, od wahań wiekowych zależnymi.

W tym celu oznaczmy chwilę takiego zejścia się trzech ciał i obliczmy czas, jakiego potrzebuje słońce, aby, wychodząc ruchem pozornym w téj chwili z jednego węzła księżyca (na ekliptyce), powróciło do tegoż węzła. Na fig. 112-éj S oznacza słońce na ekliptyce EE′ w węźle księżyca sstępującym ☋. Z powodu ruchu wstecznego węzłów, wynoszącego rocznie 19°,34, słońce, nie dokończywszy całorocznego obiegu, spotka cofający się węzeł w punkcie S′, w dni x po wyjściu z punktu S. Gdy średnia prędkość dzienna słońca wynosi 0° 59′ 8″,2 = P stopni, zatym jego droga SEE′S′ będzie zawiérała stopni Px. Średnia zaś prędkość dzienna węzła księżyca, obiegającego 360° w ciągu 18 lat 218 dni 21,36 godz., jest 0° 3′ 10″,8 = P′.

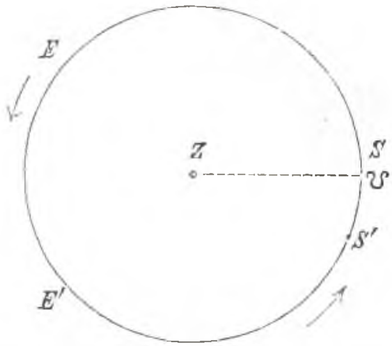


Fig. 112.

Droga przeto wsteczna węzła od S aż do zejścia się ze słońcem w punkcie S′ zawiérać będzie stopni P′x; oczywiście więc

$$SEE'S' + SS' = Px + P'x = 360^\circ,$$

czyli $(P + P')\,x = 360^\circ$, a więc $x = \frac{360^\circ}{P + P'} = 346{,}62$ dnia. Jest to tak zwany obieg synodyczny węzła, po którym słońce i węzeł mają znowu tęż samę długość, liczoną na ekliptyce. W ciągu tych 346,62 dnia księżyc, potrzebujący do synodycznego obiegu dni 29,5306, odbędzie takich obiegów $\frac{346{,}62}{29{,}5306} = 11{,}7376$; nie dojdzie więc jednocześnie ze słońcem do linii, łączącéj środek słońca z węzłem. Jeżeli jednak oba wyrazy stosunku obiegu synodycznego węzła do ilości obiegów księżyca w tymże czasie, t. j. stosunku

$$1 : 11{,}7376,$$

mnożyć będziemy przez liczby 2, 3 i t. d., to przy mnożniku 19 dojdziemy do stosunku

$$19 : 223{,}015,$$

w którym następnik niewiele się różni od liczby całkowitéj 223. Opuszczając ten mały ułamek, t. j. 0,015 obiegu, mamy w przybliżeniu 19 obiegów węzła na 223 całych lunacyj, po których ukończeniu słońce, ziemia i księżyc znajdą się znowu prawie na jednéj linii prostéj, a od téj chwili

oddzielne zaćmienia, z bardzo małymi różnicami, w podobnéj kolei, jak w poprzednim okresie, powtarzać się będą. Jest to ów okres chaldejski, 223,015 bowiém obiegów księżyca stanowi 18 lat i 11 dni prawie.

Ponieważ do tego rachunku, prócz zmiany węzłów, nie wchodzą inne z wymienionych powyżéj wpływów, przeto kolejne zaćmienia w dwu takich okresach będą się cokolwiek różniły od siebie co do czasu trwania, wielkości i miejscowości, z których je widzieć można. Aby te wszystkie szczegóły wyznaczyć, należy przy obliczaniu każdego zaćmienia odpowiednio uwzględnić wszystkie powyższe warunki, co przy znanych drogach ziemi i księżyca nie przedstawia szczególnych trudności.

I. ZAĆMIENIA KSIĘŻYCA.

127. Ponieważ, jak widzieliśmy, zaćmienia księżyca są następstwem zanurzenia się jego w cień, rzucony w przestrzeń przez ziemię, z przeciwnéj strony oświetloną światłem słońca, przeto wielkość zaćmienia i jego trwanie zależy głównie od postaci i wielkości cienia. Fig. 113-ta przed-

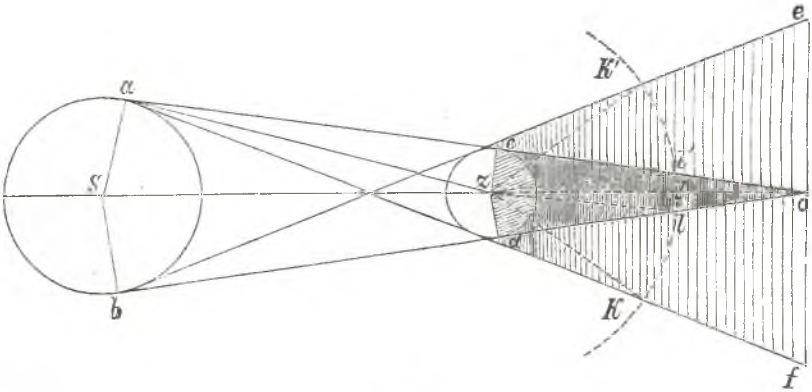


Fig. 113.

stawia to zjawisko. Stożek, utworzony przez obrót około osi S*o* promienia *ac*, stycznego do słońca S i do ziemi *z*, stanowi cień «rdzenny» *cdo*; tam żaden promień słońca bezpośrednio (t. j. bez załamania) nie dochodzi. W stożku zaś, utworzonym przez obrót około S*o* promienia *bc*, również stycznego do S i *z*, mamy półcień, w którym stopniowanie światła wzrasta od *do* do *df* i od *co* do *ce*. Księżyc, bieżąc po drodze KK', naprzód wchodzi w półcień, gdzie światło jego początkowo bardzo nieznacznie słabnie, lecz stopniowo jest przyciemniane aż do położenia w *l*, od któ-

rego dopiero właściwe zaćmienie w cieniu rdzennym się zaczyna. Wychodząc zaś z cienia w l', przechodzi drugą połowę półcienia, małoco zmieniającego natężenie jego światła, aż do położenia K', gdzie znowu całą moc swego światła odzyskuje.

Jeżeli w chwili pełni księżyc jednocześnie znajduje się w jednym z węzłów, a więc na ekliptyce, to zaćmienie może być całkowite i «centralne», t. j. środek księżyca przejdzie przez środek cienia; gdy zaś księżyc znajduje się nie w samym węźle, ale tak blisko, że szerokość od ekliptyki jego brzegu nie jest większa od promienia koła ll', będącego w tym miejscu przecięciem cienia, wtedy może nastąpić zaćmienie cząstkowe. Dla ocenienia wielkości zaćmienia cząstkowego przyjmują podział średnicy pozornéj księżyca na 12 równych części, zwanych calami, i oznaczają chwilę największego zaćmienia ilością takich cali, mierzonych na linii, łączącéj środek księżyca ze środkiem cienia; tak np. fig. 114 przedstawia trzy rodzaje cząstkowego zaćmienia księżyca: w *a* jest zaćmienie wielkości 2 cali, w *b* 6 cali, w *c* 10 cali.

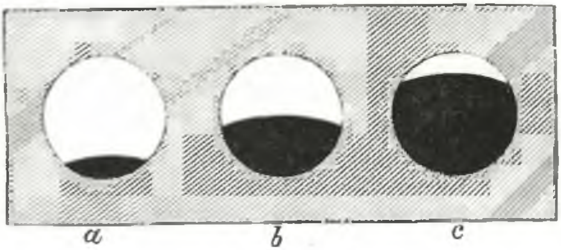


Fig. 114.

128. Długość cienia. Długość cienia rdzennego od środka ziemi *z* (fig. 113) do wierzchołka *o* łatwo obliczyć z trójkątów podobnych aSo i czo, w których mamy:

$$aS : cz = So : zo \text{ skąd } (aS - cz) : cz = (So - zo) : zo.$$

Ponieważ aS przedstawia promień słońca $= R$, cz promień ziemi $= r$, Sz zaś odległość ziemi od słońca $= O$, przeto:

$$zo = \frac{Or}{R - r}.$$

Gdy O jest średnią odległością ziemi od słońca, wówczas wypadnie na długość cienia 216 promieni ziemskich, czyli około 185 870 mil. Długość więc cienia jest znacznie większa od odległości księżyca (us. 114); przy innych przeto warunkach sprzyjających, spotkanie tego cienia przez księżyc na jego drodze jest możebne.

Przestrzeń, objęta cieniem rdzennym, nie jest bezwzględnie pozbawiona światła słonecznego z powodu już wzmiankowanéj (us. 78) refrak-

cyi atmosferycznéj. Promienie, od brzegów słońca idące, jak to na fig. 110-éj widzieliśmy, przechodząc przez dolne warstwy atmosfery ziemskiéj *bd*, załamują się ku osi stożka i schodzą się z sobą bliżéj, aniżeli promienie gieometryczne. Przyjmując dla tych promieni, jako stycznych do kuli ziemskiéj, największą przy poziomie refrakcyją 33′,5 (us. 78), łatwo obliczyć długość tak zmienionego bezwzględnego cienia. Wynosi ona zaledwie 42 promienie ziemskie, nie sięgając do drogi księżyca, odległego prawie o 60 promieni. Pozostała przestrzeń cienia rdzennego *bodo′* (fig. 110) dość jeszcze otrzymuje załamanych promieni słońca, aby wchodzący w nią księżyc, mimo znacznego przyciemnienia, można było z ziemi rozpoznać. Przedstawia się on wtenczas w barwie ciemno-czerwonéj albo brunatnéj, co pochodzi od pochłaniania w atmosferze ziemi innych barw widma w podobny sposób, jak to się dzieje przy zachodzie słońca, kiedy również promienie poziome całą grubość atmosfery przechodzą.

W początku zaćmienia całkowitego plamy i góry księżyca nikną w brunatnym cieniu; potym wszakże, skoro cały księżyc skryje się w cień i przybierze jaśniejszy czerwony kolor, kratery jego znowu można rozpoznać. Zjawisko to przypisują działaniu w części rozproszonych promieni słońca z załamania pochodzących, a obok tego przypuszczają, że świecąca korona słońca, po zakryciu jego głównych promieni przez ziemię, przyczynia się także do tego łagodnego oświetlenia, które kontury gór księżycowych w ogólnych zarysach rozpoznawać pozwala.

129. Obliczenie przecięcia cienia. Aby zmierzyć promień przecięcia cienia w punkcie drogi księżyca, potrzebujemy naprzód oznaczyć kąt u wierzchołka stożka, t. j. kąt *aob* (fig. 113). Poprowadziwszy ze środka ziemi *z* styczną *za* do słońca (którą, ze względu na wielką odległość za styczną w punkcie *a* przyjąć możemy), mamy kąt *aoz* trójkąta *aoz*, równy kątowi zewnętrznemu *az*S (= promieniowi pozornemu słońca, ρ) zmniejszonemu o kąt *oaz* (= paralaksie pozioméj słońca, P), t. j.

$$\text{kąt } coz = \rho - \text{P}.$$

Mając ten kąt, znajdziemy kąt *l′zr*, pod jakim widać promień przecięcia cienia w odległości drogi księżyca, który jest równy różnicy kąta *zl′c* (= paralaksie poziomej księżyca, p) i kąta już znanego $zoc = \rho - \text{P}$; promień przeto cienia wyniesie

$$p - (\rho - \text{P}) = p + \text{P} - \rho.$$

Przyjmując wartości zmienne paralaksy księżyca i słońca stosownie do różnicy ich odległości, otrzymamy odpowiednie wartości promienia cienia od 37′ 43″ do 45′ 50″, co znacznie przewyższa promień pozorny księżyca, mający najwyżéj w punkcie przyziemnym 16′ 47″; wskutek tego, zaćmienie całkowite jest łatwo możebne i często zdarzać się musi.

Promień przecięcia cienia tak obrachowany ulega w rzeczywistości małéj poprawce; promienie bowiem słońca, przechodząc przez najniższe warstwy atmosfery ziemskiéj, ulegają w niéj pochłonieniu i, niedochodząc do obwodu cienia, obrachowanego gieometrycznie, są powodem, że średnica cienia jest nieco większa; powiększenie to, ze ścisłych spostrzeżeń wyznaczone, stanowi około $\frac{1}{60}$ średnicy cienia.

130. PRZEBIEG ZAĆMIENIA KSIĘŻYCA. Mając możność obliczenia powyższych elementów zaćmienia, oraz dane co do położenia księżyca, obrachowane na każdy dzień w kalendarzach astronomicznych, możemy przybliżonym sposobem graficznym cały przebieg zaćmienia oznaczyć.

Dla przykładu przytoczymy przebieg dla Płońska zaćmienia księżyca 4-go października r. 1884, wyznaczony sposobem graficznym. Dane potrzebne, wzięte z kalendarza astronomicznego, są następujące:

Chwila przeciwstawienia księżyca i słońca, t. j. pełnia, przypadała w dniu 4 października r. 1884 o godzinie 11 min. 29,6 według czasu miejscowego.

Zboczenie księżyca w téj chwili	$= +$	$4^0\,57'\,58'',0$
„ słońca „ „	$-$	$4^0\,46'\,33'',5$
Wzrost godzinny wznosz. prost. księżyca	$=$	$34'\,13'',5$
„ „ „ „ słońca	$=$	$2'\,16'',7$
„ „ zboczenia księżyca	$= +$	$10'\,52'',9$
„ „ „ słońca	$= -$	$0'\,57'',8$
Paralaksa księżyca	$=$	$59'\,23'',0$
„ słońca	$=$	$8'',9$
Promień pozorny księżyca	$=$	$16'\,12'',5$
„ „ słońca	$=$	$16'\,\,1'',8$

Przyjąwszy na fig. 115-éj, że pół milimetra przedstawia jednę minutę łuku, oznaczmy punkt a jako środek księżyca w chwili pełni i poprowadźmy liniją poziomą ag, równoległą do płaszczyzny równika, a drugą, do niéj prostopadłą, ah, będącą rzutem tego koła godzinnego, na którym przeciwstawienie ma miejsce.

Ponieważ środek przecięcia cienia znajduje się na przedłużeniu linii prostéj, łączącéj środek słońca ze środkiem ziemi, przeto zboczenie jego środka otyle będzie północne, oile zboczenie słońca jest południowe, t. j. środek cienia będzie miał zboczenie $+ 4^0\,46'\,33'',5$, mniejsze o $11'\,24'',5$ od zboczenia księżyca; odciąwszy te $11'\,24'',5$, czyli 5,7 mm., od a do b, mamy w punkcie b środek cienia. Promień zaś cienia, wyznaczony ze wzoru

$$p + P - \rho,$$

wypadnie 43′ 30″,1; dodawszy do tego $\frac{1}{60}$ część téjże wartości, t. j. 43″,5, jako poprawkę wpływu atmosfery ziemskiéj, otrzymamy promień cienia = 44′ 13″.

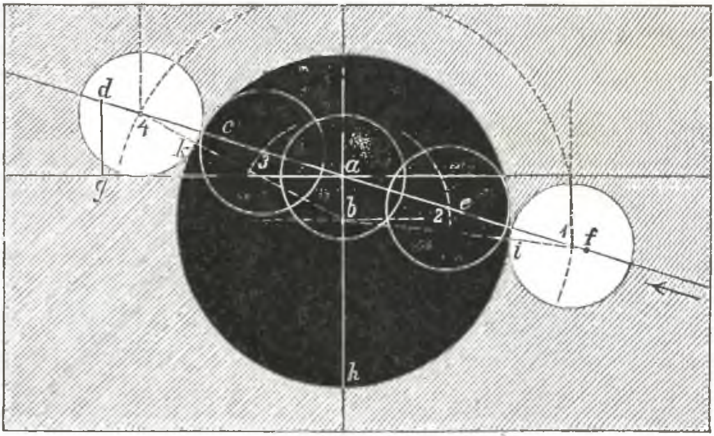


Fig. 115.
Obliczenie graficzne zaćmienia księżyca 4-go października r. 1884.

Tym promieniem *bh*, równym 22,1 mm., zakreślone koło *khi* przedstawi cień ziemi w chwili pełni, kółko zaś, z punktu *a* zakreślone promieniem pozornym księżyca 16′ 12,5″ (8,1 mm.) wyobrazi zaćmiony księżyc o godz. 11 min. 29.6 czasu śr. miejscowego.

Dla wyznaczenia całego przebiegu zaćmienia potrzeba wykreślić drogę księżyca i cienia w ciągu kilku godzin najbliższych. Ponieważ ruch księżyca jest szybszy od ruchu cienia, przeto, względnie biorąc, cień wyda się nam nieruchomym, a zmniejszona szybkość księżyca będzie różnicą dwu odpowiednich szybkości, wyrażonych graficznie w sposób następujący. Biorąc różnicę wzrostu wznoszenia prostego księżyca i cienia, t. j. 34′ 13″,5 — 2′ 16″,7 = 31′ 56″,8 w ciągu godziny, albo, dla dokładności rysunku, podwójną wartość, 63′ 53″,6 w ciągu 2 godzin, odcinamy ją w półmilimetrach od *a* do *g*. Na prostopadłéj z punktu *g* odcinamy *gd*, równą 2-godzinnemu wzrostowi zboczenia, t. j. 2 . (10′ 52″,9 — 0′ 57,8″). Linija *ad* przedstawi dwugodzinną drogę środka księżyca od 11 godz. 29,6 min. do 13 godz. 29,6 wobec cienia, uważanego za nieruchomy; ruch bowiem jego już został odjęty od prawdziwego ruchu księżyca. Linija *da*, przedłużona w stronę przeciwną w tym samym rozmiarze jako *af*, wskaże drogę dwugodzinną od 9 godz. 29,6 min. (punkt *f*) do 11 godz. 29,6 min. (punkt *a*).

Na tak oznaczonéj drodze znajdziemy położenia księżyca w każdéj żądanéj chwili. W tym celu z punktu *b* naprzód promieniem *b*4, równym sumie

promienia cienia i promienia księżyca, przetniemy drogę jego w punktach 1, 4; innym zaś promieniem $b3$, równym różnicy tychże promieni cienia i księżyca, naznaczymy na drodze ec punkty 2, 3. W tych czterech punktach nakreśliwszy księżyc jego promieniem pozornym, otrzymamy cztery koła styczne do koła cienia. Z tych czterech położeń: 1 jest początkiem zaćmienia, t. j. pierwszym zetknięciem się księżyca z cieniem, 2 jest początkiem zaćmienia całkowitego, 3 końcem zaćmienia całkowitego, nakoniec 4 wyjściem zupełnym księżyca z cienia i końcem zaćmienia wogólności.

Dla oznaczenia w czasie tych czterech chwil, zmierzymy milimetrem odległość dwugodzinną drogi księżyca $af = 33{,}3$ mm. i odległość $a1 = 31{,}5$ mm.; z proporcyi zaś:

$$33{,}3 \text{ mm.} : 31{,}5 \text{ mm.} = 120 \text{ min.} : x$$

otrzymamy $x = 113{,}5$ min. $= 1$ godz. 53,5 min., o które początek (1) zaćmienia jest odległy od chwili pełni w punkcie a, t. j. od 11 godz. 29,6 min. Początek więc zaćmienia przypada w chwili: godz. 11 min. 29,6 — godz. 1 min. 53,5, czyli o 9 godz. 36,1 minuty. Tym samym sposobem, mierząc odległości $a2$, $a3$, $a4$ i odejmując lub dodając czasy, tym drogom odpowiednie, do czasu w punkcie a, znajdziemy wszystkie cztery chwile:

początek	zaćmienia	wogóle o	9 godz.	36,1	min.	cz. śr.
„	„	całkowitego o	10 „	36,8	„	„
koniec	„	„ o	12 „	9,6	„	„
„	„	wogóle o	13 „	10,1	„	(zob. us. 83).

A zatym trwanie zaćmienia wogóle wynosi 3 godz. 34,0 min., a trwanie zaćmienia całkowitego 1 godz. 32,8 minuty.

Przy dość dokładnym wykonaniu rysunku, wypadki, tym sposobem otrzymane, bardzo są zbliżone do prawdy, nie różniąc się nieraz nawet o pół minuty od wyników samego spostrzeżenia.

Ponieważ zaćmienie księżyca jest zjawiskiem dla różnych miejsc jednoczesnym (us. 125), przeto dla oznaczenia chwil zaćmienia w innéj miejscowości dość jest dodać lub odjąć różnicę czasu téjże miejscowości od czasu obliczonego. Tak np. różnica Warszawy od Płońska co do długości w czasie wynosi 2 min. 31,6 sek. na wschód; aby więc mieć owe cztery chwile oznaczone dla Warszawy, należy tylko do powyżéj otrzymanych dla Płońska dodać te 2,5 minuty.

131. Warunki możebności zaćmień księżyca. Aby nie odbywać naprożno dość zawiłego rachunku spodziewanego zaćmienia, lepiéj zgóry poznać pewne warunki, w jakich ono jest możebne.

Jakkolwiek najgłówniejszym warunkiem jest pełnia księżyca podczas znajdowania się jego w jednym z węzłów, to jednak, wobec tego, że

promień cienia jest półtrzecia raza większy od promienia pozornego księżyca, nawet w pewnéj od węzła odległości przypadająca pełnia może się w granicach cienia znaléść. Objaśnia to w przybliżeniu fig. 116-ta, przed-

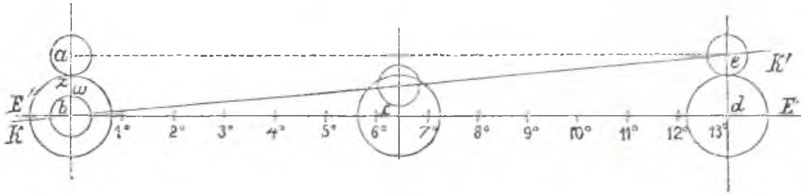


Fig. 116.

stawiająca rozwiniętą na płaszczyźnie ekliptykę EE', podzieloną na stopnie, i drogę księżyca KK', tworzącą z nią kąt 5°. Przyjmując największe wartości dla promienia cienia i dla księżyca, t. j. odpowiednio 46',5 i 16',7, według skali, odpowiedniéj stopniom znaczonym, rysujemy w węźle sstępującym *b* cień *bz* i księżyc *bw*; jest to zaćmienie centralne w samym węźle. Księżyc jednak może się znaléść znacznie wyżéj, niż w położeniu *bw*, a jeszcze w cieniu, choć częściowo, będzie zanurzony, t. j. dopóty, dopóki środek jego nie znajdzie się w punkcie *a*; wtedy bowiém tarcza księżyca jest już styczna do cienia. Łuk zaś *ab* jest szerokością księżyca ekliptyczną, równą $az + zb$, czyli $16',7 + 46',5 = 1^0\,3',2$. Jeżeli więc szerokość środka księżyca nie przechodzi $1^0\,3',2$, wtedy zaćmienie, choć częściowe, jest wogóle możebne; gdy zaś jest większa, to zaćmienia stanowczo być nie może.

Przy małéj pochyłości drogi księżyca, może on nawet dość daleko od węzła się znajdować, jak np. w punkcie *c*, a jednak uléc częściowemu zaćmieniu. Mimo tego, że, jak wiemy, droga księżyca nie da się na jednéj płaszczyźnie z ekliptyką rozwinąć, przypuśćmy, dla objaśnienia, że na téj małéj odległości przedstawia ją linija KK', a przez punkt *a* poprowadźmy liniją *ae*, równoległą do ekliptyki aż do spotkania się z drogą księżyca w punkcie *e*. W tym najdalszym punkcie *e* cień ziemi jest tylko styczny i zaćmienia sprowadzić nie może. Odległość tego punktu od węzła, liczona na ekliptyce, t. j. *bd*, wynosi na rysunku przeszło 13°. W granicach więc 13° przeszło po obu stronach węzła, czyli na łuku 26,5°, jeszcze zaćmienie przy innych warunkach jest możebne.

Wprowadzając do rachunku zmienność nachylenia drogi księżyca i jego odległości, Mädler znalazł, iż zaćmienie całkowite do odległości od węzła 3° 30' jest stanowcze, do 7° 19' zaś możebne, a zaćmienie cząstkowe do 7° 47' jest pewne, do 13° 21' zaś może miéć miejsce.

Obszerność tych granic ma powód w zmiennéj odległości ziemi od słońca i księżyca od ziemi, co sprawia znaczne różnice w średnicach pozornych i w wielkości cienia.

132. Częstość zaćmień i czas ich trwania. Chociaż księżyc dwa razy w miesiącu, przechodząc przez węzły, znajduje się na płaszczyźnie ekliptyki wraz ze słońcem i ziemią, to jednak przeciwstawienia jego zdarzają się w coraz innych szerokościach nad i pod ekliptyką, gdyż z powodu ruchu postępowego ziemi każda pełnia następna leży o 29° daléj od poprzedzającéj. Jeżeli przypuścimy w pewnéj chwili zejście się pełni z położeniem księżyca w węźle wstępującym, to druga pełnia, o 29° daléj leżąca, przypadnie nad ekliptyką poza granicą 26°,5, wyprowadzoną jako niezbędny warunek zaćmienia; dwu więc zaćmień kolejnych w ciągu miesiąca być nie może. Trzecia skolei pełnia jeszcze daléj o 29° wypadnie i t. d.; potrzeba więc przeszło sześciu miesięcy, aby pełnia przesunęła się o 180° i przypadła w bliskości drugiego węzła, t. j. sstępującego, przy którym znowu zaćmienie jest możliwe. Tym sposobem prawie dwa razy na rok zaćmienia księżyca zdarzać się mogą i w rzeczywistości mniéjwięcéj tak często przypadają, albowiém mają one miejsce 29 razy w ciągu 18 lat. Niektóre tylko z nich są całkowite, inne częściowe.

Najdłuższe trwanie zaćmienia księżyca do 4 godzin 38 minut dochodzić może, licząc od piérwszego do ostatniego zetknięcia, lecz tylko w rzadkich wypadkach, kiedy środek księżyca na osi cienia się znajduje.

II. ZAĆMIENIA SŁOŃCA.

133. Różne stopnie zaćmień słońca. Powodem zaćmień słonecznych jest księżyc, który, jako ciało nieprzezroczyste, znajdując się w mniejszéj odległości od ziemi aniżeli słońce, może w swym około ziemi obiegu przechodzić między okiem patrzącego a słońcem i zasłonić sobą mniejszą lub większą część tarczy słonecznéj. Że takie zakrycie słońca tylko w chwili nowiu zdarzyć się może, wynika to z tego, że nów przypada wówczas, gdy środki ziemi, księżyca i słońca na jednéj płaszczyźnie godzinnéj się znajdują. Że zaś, prócz tego, dla zakrycia słońca księżyc znajdować się musi na linii, łączącéj środki słońca i ziemi, albo blisko niéj, to jest blisko płaszczyzny ekliptyki, przeto winien jeszcze być blisko węzłów. Główne zatym warunki zaćmień słońca są podobne do tych, które w inny zupełnie sposób sprawiają zaćmienie księżyca.

Aby zrozumiéć możebność zakrycia tak wielkiego ciała jak słońce przez mały stosunkowo księżyc i ocenić możliwą wielkość zaćmienia, porównajmy średnice pozorne tych dwu ciał. Wielkości tych średnic, zależne od odległości, zawarte są w granicach:

średn. poz. słońca od 32′ 35″,2 do 31′ 30″,8
„ „ księżyca od 33′ 31″,0 do 29′ 22″,0.

Widzimy więc, że pozorna średnica księżyca w punkcie przyziemnym jest większa nawet od największéj średnicy pozornéj słońca; wtedy więc zakrycie słońca całkowite jest możebne, jeżeli przytym środek księżyca przypada na linii, łączącéj oko ze środkiem słońca, lub blisko niéj. Gdy zaś środek księżyca znacznie od téjże linii zbacza, to następuje zaćmienie cząstkowe, t. j. widzimy część nieoświetlonéj kuli księżyca, zakrywającą słońce z jednego brzegu. Rozproszone światło w atmosferze nie dozwala widzićć reszty kuli księżyca, znajdującéj się zewnątrz tarczy słonecznéj, i całe zjawisko przedstawia się tak, jakby tarcza słońca była z jednéj strony kolisto wycięta. Wielkość zaćmienia cząstkowego mierzą, dzieląc średnicę słońca, skierowaną ku środkowi księżyca, na 12 równych części zwanych «calami», i oznaczając ilość tych cali przez zaćmienie zajętą. Fig. 117-ta przedstawia trzy stopnie wielkości takiego zaćmienia: na *a* 2 cale, na *b* 4 cale, na *c* zaś 11 cali.

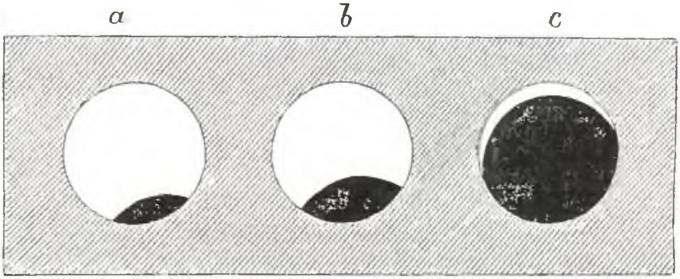


Fig. 117.

Nakoniec, gdy, przy mniejszéj średnicy pozornéj księżyca, oko patrzącego znajduje się na linii, łączącéj środki dwu ciał, lub blisko niéj, wówczas widać środek słońca zakryty przez księżyc, a wokoło niego powstaje świetna obrączka, mniéjwięcéj spółśrodkowa, co zależy od położenia oka względem linii, przechodzącéj przez oba środki. Na fig. 118-éj część *a*



Fig. 118.

takie położenie objaśnia, *b* zaś przedstawia sam obraz zaćmienia, które nazywają **o b r ą c z k o w y m**.

Ponieważ zaćmienia słońca różnią się zupełnie w swym przebiegu od zaćmień księżyca, przeto rozpatrzenie bliższe ich powstawania jest niezbędne dla zrozumienia całości zjawiska. Fig. 119-ta przedstawia wza-

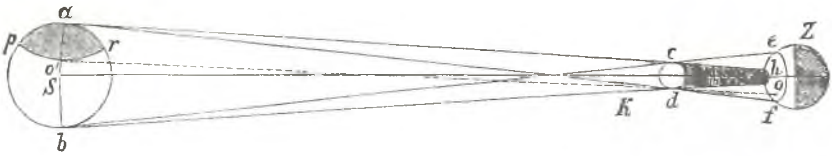


Fig. 119.

jemne położenie trzech ciał w chwili złączenia księżyca ze słońcem, czyli nowiu (bez zachowania jednak na zbyt małym rysunku prawdziwéj proporcyi rozmiarów). Cień, rzucony przez księżyc K, ma postać stożka *chd*; jest to «cień rdzenny», do którego bezpośrednio nie dochodzą promienie słońca; brzegi tego cienia są czystsze aniżeli cienia ziemi (us. 129), bo brak powietrza na księżycu pozwala promieniom *ac*, *bd* przechodzić bez załamania. «Półcień» częściowo oświetlony również ma postać stożkową *cdef*. W chwili, na figurze przedstawionéj, cały obszar przecięcia cienia rdzennego z powierzchnią ziemi w postaci koła *h* ma zaćmienie słońca całkowite; nie dochodzi bowiém do niego żaden promień słońca i z każdego punktu wewnątrz tego koła średnica pozorna księżyca wydaje się większą od średnicy słońca. Obszar ziemi, zawarty między obwodem kół *h* i *ef*, przecięcia półcienia z powierzchnią ziemi, ma zaćmienie cząstkowe, tym mniejsze, im miejscowość bliżéj koła *ef* się znajduje. Tak np. z punktu *o* styczna do brzegu księżyca pada na słońce w punkcie *o'*; z miejscowości więc *o* widać tylko cząstkę słońca *par* przez księżyc zakrytą, część zaś większa tarczy *po'rb* jest widzialna.

Ponieważ zetknięcie się cienia rdzennego z ziemią jest koniecznym warunkiem całkowitego zaćmienia, przeto należy wiedziéć jego długość. Jest ona zmienna; największa wtedy, gdy ziemia znajduje się w punkcie odsłonecznym, a księżyc w przyziemnym; najmniejsza zaś w położeniu przeciwnym, kiedy ziemia jest najbliżéj słońca, a księżyc najdaléj od ziemi.

Dla obliczenia téj zmiennéj długości możemy użyć wzoru, poprzednio (us. 128) dla cienia ziemi wyprowadzonego,

$$\frac{\mathrm{O}r}{\mathrm{R}-r},$$

gdzie O oznaczać będzie odległość księżyca od słońca w chwili nowiu, r promień księżyca, a R promień słońca. Nadając na O różne wartości, zależne od wymienionych zmian w położeniu trzech ciał, otrzymamy w okrągłych liczbach:

długości cienia księżyca	maximum	= 51 080	mil gieogr.
„ „ „	średnia	= 50 209	„ „
„ „ „	minimum	= 49 370	„ „

Gdy następnie od znanych już powyżéj (us. 114) zmiennych odległości środka księżyca od środka ziemi odejmiemy promień ziemi, to otrzymamy odległości księżyca od najbliższego punktu powierzchni ziemi, a mianowicie:

maximum	mil gieogr.	54 640 — 859 = 53 781
średnia	„ „	51 800 — 859 = 50 941
minimum	„ „	48 963 — 859 = 48 104.

Z porównania tych liczb widzimy, że długość cienia niezawsze dosięga ziemi. Przy położeniu księżyca bliskim punktu przyziemnego, t. j. przy odległości minimum = 48 104 m., cień księżyca rdzenny, jako dłuższy, zakryć może część powierzchni ziemi i sprowadzić całkowite zaćmienie dla miejscowości takich, jak na fig. 119-éj w kole h. Średnicę koła h, t. j. obszaru całkowitego zaćmienia, łatwo obliczyć powyżéj (us. 129) podanym sposobem, jako przecięcie cienia w odległości księżyca od powierzchni ziemi; nie przechodzi ona 30 mil nawet w warunkach korzystnych dla zaćmienia.

Wrazie, kiedy długość cienia rdzennego nie dosięga powierzchni ziemi, całkowitego zaćmienia być nie może, jak o tym przekonać się możemy na fig. 120-éj (na któréj rozmiary są również nieproporcyjonalne).

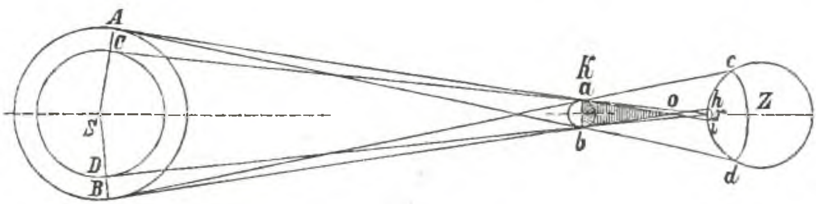


Fig. 120.

Patrzący z punktu r, leżącego na osi stożka, widzą pod kątem CrD księżyc mniejszy niż słońce, a obrączka słońca, dla tego punktu spółśrodkowa i szerokości AC, pozostaje widzialną. W téj postaci zaćmienia obrączkowego jest ono widzialne ze wszystkich punktó w wkole $h r i$, będą-

cym przecięciem powierzchni ziemi z przedłużonymi tworzącymi stożka cienia. choć ta obręczka dla punktów innych niż *r* nie jest spółśrodkowa. Dla obszaru zaś między kołami *hi* i *cd* ma miejsce zwykłe zaćmienie cząstkowe.

Szerokość obręczki, otaczać mogącej ciemną tarczę księżyca, t. j. połowa różnicy średnic pozornych, bywa różną zależnie od odległości księżyca; przy centralnym zaćmieniu może ona dochodzić do 1',5.

134. Przebieg zaćmienia słońca. Rozbierając dotychczas objawy zaćmienia słońca, pominęliśmy zupełnie ruch księżyca i ruch obrotowy ziemi, dwa czynniki, mające główny wpływ na czas trwania i przebieg zjawiska. Dla zrozumienia tego wpływu wyobraźmy sobie na fig. 121-ej położenie trzech ciał niebieskich odpowiadające zaćmieniu. Księżyc podczas obiegu po swéj drodze KK' w kierunku strzałki postępuje wraz z cieniem i półcieniem. W położeniu *1* brzeg półcienia styka się z powierzchnią ziemi, dla punktu *a* zaczyna się zaćmienie cząstkowe, kiedy wszystkie miejsca na wschód od *a* położone jednocześnie widzą jeszcze słońce czyste. Cień wraz z księżycem postępuje od zachodu na wschód, dopóki koniec cienia rdzennego nie padnie na powierzchnią ziemi, co stanowi

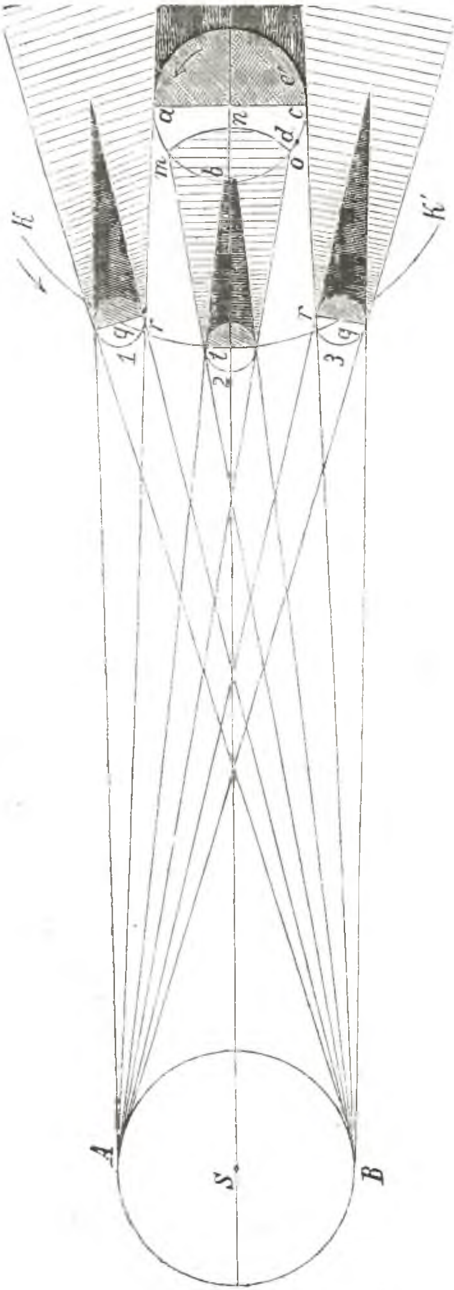


Fig. 121.

początek zaćmienia całkowitego. Ponieważ brzeg półcienia *ra* styka się z ziemią przed zetknięciem się cienia rdzennego i przed nim postępuje od zachodu ku wschodowi, przeto, z powodu jednoczesnego obrotu ziemi i posuwania się punktu *a* ku wschodowi, początek całkowitego zaćmienia ma miejsce w punkcie, leżącym na zachód od owego punktu *a* w którym początek zaćmienia wogóle miał miejsce — chociaż całe zaćmienie postępuje, ogólnie mówiąc, wraz z księżycem od zachodu ku wschodowi. — Gdy księżyc dojdzie do położenia *2*, a więc całkowite zaćmienie do miejscowości *b*, wtedy półcień zajmuje obszar koła *mno*, a dla punktu *a* zaćmienie już się skończyło. Przy dalszym zaś biegu księżyca cień jego po ziemi posuwa się ku wschodowi, znika naprzód poprzedzający brzeg półcienia, potym odrywa się od ziemi cień rdzenny, nakoniec, gdy księżyc zajmie położenie *3*, już półcień jest styczny i wówczas jest chwila końca zaćmienia.

W celu wyrobienia sobie przybliżonego pojęcia o tym przebiegu cienia księżyca po globie ziemskim, możemy podczas tych tylko godzin pominąć nachylenie jego orbity i przypuścić dlań ruch jednostajny. Zaćmienie wogóle zaczyna się od chwili styczności cienia A*a* z ziemią w punkcie *a*, a kończy się zaś z chwilą styczności promienia B*c* w punkcie *c*, czyli odpowiada znajdowaniu się księżyca w stożku A*ac*B, utworzonym przez obrót promienia stycznego do obu kul około linii, łączącej środki. Gdyby szło o przebieg całości zjawiska wraz z półcieniem, to należałoby jeszcze z obu stron uwzględnić części jego drogi *rq*. Dla przebiegu zaś cienia rdzennego, t. j. całkowitego zaćmienia, jest to zbyteczne, bo możemy przyjąć, że z chwilą dojścia środka księżyca do linii A*a* oś cienia jego już dotyka ziemi, a opuszcza ją już wtedy, kiedy środek księżyca znajdzie się na linii B*c*. Średnica przecięcia *rr*, obliczona sposobem powyżej (us. 129) podanym, jest minimum około 2° 48′, które więc księżyc ruchem średnim przebiega podczas 5 godzin. W ciągu tego czasu oś cienia przebiega po ziemi od punktu *a* przez *b* do *c*, to jest 180°; prędkość przebiegu jest wprawdzie coraz mniejsza dla miejscowości coraz dalszych od *a* i *c*, a najmniejsza w punkcie *b*. W przypuszczeniu (dla jasności), że ta prędkość jest jednostajna, wypadnie ona dla danej miejscowości w *b* jako 36′ na 1 minutę czasu. Z powodu jednak obrotu ziemi w tym samym kierunku, odbywanego po 15′ na 1 minutę czasu, prędkość cienia odpowiednio do miejscowości zmniejszy się, tak iż prędkość średnia ruchu cienia na powierzchni ziemi wynosi 21′ na 1 minutę czasu.

Znając przybliżoną prędkość ruchu osi cienia, przesuwającego się po ziemi, możemy oznaczyć najdłuższe trwanie całkowitego zaćmienia. Obliczymy w tym celu średnicę przecięcia cienia rdzennego z powierzchnią

ziemi w b; wynosi ona na powierzchni ziemi przy najlepszych warunkach $2^0\,19'\,3'',2$. Cień więc rdzenny, sprawiający całkowite zaćmienie, przez tyle conajwięcéj minut przez pewną miejscowość przechodzić może, ile razy prędkość jego na minutę mieści się w $2^0\,19'\,3'',2$, t. j. conajwięcéj około 6,6 minuty.

Pominęliśmy tu wiele ważnych szczegółów, wskutek czego liczby, któreśmy tu przybliżenie otrzymali, przy ścisłym rachunku nieco inne wypadają. Najdłuższe trwanie całkowitego zaćmienia na całym wogóle obszarze ziemi, przez cień przebieżonym, do 4 tylko godzin ciągnąć się może, przebieg zaś rdzennego cienia po jednéj miejscowości, czyli najdłuższe dla niéj trwanie zaćmienia całkowitego, conajwięcéj do 6 minut dochodzi.

135. Zaćmienie 6 maja r. 1883. Przypatrzenie się uważne figurze 122-éj, przedstawiającéj przebieg jednego z najdłuższych zaćmień,



Fig. 122.

t. j. zaćmienia d. 6 maja r. 1883, i porównanie jéj ze schematem na fig. 121-éj może posłużyć do objaśnienia i sprawdzenia wyżéj przytoczonych wywodów teoretycznych.

Cień, rzucony przez księżyc w dniu 6 maja r. 1883, przebiegł południową część oceanu Spokojnego od Australii aż do południowéj Ameryki. Piérwsze zetknięcie półcienia z ziemią nastąpiło o godz. 8 min. 48 (wieczorem; zob. us. 83) czasu warszawskiego na oceanie w punkcie P, blisko Nowéj Kaledonii; w godzinę potym cień rdzenny padł ku południo-zachodowi od punktu P w punkcie A i tu był początek całkowitego zaćmienia. Przeciwna strona półcienia objęła wkrótce część ziemi jeszcze daléj na zachód położoną, t. j. część wschodnią Australii. Odtąd już cały cień z półcieniem postępował wraz z biegiem księżyca, od zachodu ku wschodowi przechodząc tak, jak wskazuje pas ABC całkowitego zaćmienia, przez wyspy Polinezyi ku równikowi, a daléj zwracając się nieco ku południo-wschodowi. Wszystkie miejsca na pasie ABC miały zaćmienie całkowite, różniące się tylko czasem trwania. Ponieważ przez punkt B przechodziła płaszczyzna godzinna, na któréj złączenie księżyca ze słońcem miało miejsce, tu więc około wysp Towarzyskich był punkt najwolniejszego biegu cienia i najdłuższego trwania zaćmienia, ciągnącego się przez 6 minut. W miejscach ku punktom A i C zbliżonych czas trwania był coraz krótszy, aż do 3,25 minuty. W punkcie C cień rdzenny opuścił ziemię o godz. 12 min. 51, a za nim niedługo i półcień znikł przy brzegach Ameryki południowéj o godz 13 min. 51. — Chociaż pas, zajęty przez półcień *abcd*, jest postaci podłużnéj, wskazuje on jednak tylko granice, do których w przebiegu półcień dochodził; w każdéj mianowicie oddzielnéj chwili postać cienia była okrągła, nieco wydłużona ku południowi. To wydłużenie cienia w oddzielnéj każdéj chwili ku południowi i wskutek tego większa odległość południowéj granicy półcienia podczas całego zjawiska od linii centralnéj, ma ten powód, iż oś stożka nie przypadła w kierunku promienia ziemi, i dlatego przecięcie stożka z kulą nie jest kołem.

Porównawszy cały obszar zaćmienia z objaśnieniem jego na fig. 121-éj, widzimy że nie zajmuje on całych 180° na ziemi, jakby z figury 121-éj teoretycznie wnioskować należało. Skoro jednak zważymy, że w ciągu kilku godzin zaćmienia ruch obrotowy ziemi uniósł punkt C (fig. 121) ku wschodowi do punktu C′, a jego miejsce pod koniec zaćmienia zajął inny z zachodu punkt *d*, zrozumiemy, że obszar, przez zaćmienie zajęty, nie obejmie połowy obwodu ziemi, t. j. zamiast *ac* będzie tylko *ad*.

Cały czas trwania ogólnego zaćmienia 6 maja r. 1883 wynosił 5 godzin i 5 minut, zaćmienia zaś całkowitego na całym pasie ABC (fig. 122) tylko 3 godziny i 5 minut.

136. Warunki zaćmień słońca. Wiemy już, że położenie księżyca w nowiu musi być bliskie węzła, aby nastąpiło zaćmienie. Gdy bowiém droga księżyca, jako nachylona do ekliptyki pod kątem 5°,1, wypa-

dnie znacznie wyżéj lub niżéj stożka AacB (fig. 121), to nic nie przerwie snopa światła i ono całkowicie do ziemi będzie dochodziło.

Jeżeli więc szerokość ekliptyczna środka księżyca nie jest mniejsza od promienia przecięcia stożka tr w punkcie drogi środka księżyca, zwiększonego o promień księżyca rq, to zaćmienia być nie może; w przeciwnym razie jest ono możebne.

Obliczywszy (powyżéj w us. 129-ym wyłożonym sposobem) największy i najmniejszy promień przecięcia, stosownie do zmiennéj odległości trzech ciał, otrzymamy dla wymaganéj szerokości środka księżyca

$$\begin{aligned} &\text{maximum } 1^0\,34'\,56'', \\ &\text{minimum } 1^0\,24'\,31''. \end{aligned}$$

Widzimy, że krańce możliwości zaćmienia słońca są więcéj od siebie oddalone, niż odpowiednie krańce dla zaćmień księżyca, co się łatwo tłomaczy większą średnicą stożka w punkcie nowiu, aniżeli w punkcie pełni. Dlategoteż zaćmienia słońca są częstsze od księżycowych, tak, że gdy w ciągu lat 18 zdarza się 29 zaćmień księżyca, przypada w tymże czasie 41 zaćmień słońca. Wprawdzie te ostatnie są rzadziéj widywane, co pochodzi z przyczyny już powyżéj (us. 125) wzmiankowanéj — że zaćmienia słońca zdarzają się tylko dla pewnych miejscowości, kiedy zaćmienia księżyca są widzialne we wszystkich miejscach, mających wówczas księżyc nad poziomem. Całkowite zaćmienia słońca są dość rzadkie, bo dla téj saméj miejscowości zaledwie raz na 200 lat się przytrafiają.

Ostatnie całkowite zaćmienie słońca w naszym kraju było 28 lipca r. 1851; najbliższe zaś, widzialne w północno-wschodnich Niemczech, przypadnie 19 sierpnia r. 1887.

137. Uwagi ogólne o zaćmieniach. Zaćmienia, jak wszystkie zjawiska, przerywające codzienny bieg wypadków świata fizycznego, były w dawnych czasach przedmiotem obawy i licznych przesądów u ludów, nieobznajmionych z ich prawdziwymi przyczynami. Światlejsze umysły z trudnością uspokajały w masach ciemnych tę bezzasadną trwogę — niekiedy zaś korzystały z ciemnoty dla swych osobistych celów.

W nowszych czasach zaćmienia, jako zjawiska naturalne i możebne do przewidzenia, wzbudzają interes ogólny z wielu względów. Obliczyć się one dadzą zarówno na przyszłość, jak i sprawdzić w przeszłości. Ta ostatnia okoliczność posłużyła już nieraz do skontrolowania pewnych dat chronologicznych w tych razach, w których podany przez dawnych historyków fakt był przypadkiem skojarzony z większym zaćmieniem. Takie było zdarzenie z datą bitwy Medów z Lidyjczykami, podczas któréj, według Herodota, było całkowite zaćmienie słońca. Jedni historycy przyjmowali tu rok 585-ty, inni 603, lub 610 przed Chr. Dopiéro obliczenia

Airy'ego, oparte na tablicach księżyca Hansen'a, dowiodły, że zaćmienie całkowite było w owym miejscu, t. j. w Azyi Mniejszéj, widzialne 28 kwietnia r. 584 przed Chr. i tą niezwykłą drogą rozstrzygnęły kwestyją chronologiczną.

Sam widok zaćmień, a szczególniéj całkowitych słońca, jest tak wspaniały, że mu pod tym względem nie mogą dorównać żadne inne wielkie zjawiska natury. Patrząc na zbliżające się całkowite zaćmienie słońca z miejsca wywyższonego, przed zagaśnięciem ostatnich jego promieni już zdaleka spostrzegać możemy olbrzymi cień księżyca, posuwający się po powierzchni ziemi z szaloną prędkością, kilkadziesiąt razy przenoszącą bieg najszybszych pociągów dróg żelaznych. Światło dzienne z początku stopniowo słabnie, pod koniec zaś ciemność ogólna, wywołana więcéj kontrastem, aniżeli prawdziwym brakiem światła, zalega całą okolicę z przerażającą szybkością. Niebo przybiéra kolor ciemno-ołowiany, a wszystkie świetniejsze gwiazdy naraz stają się widzialne. Obniżenie temperatury powietrza jest tak wyraźne, że na wielu przedmiotach rosa osiada, kwiaty niektóre zamykają swe kielichy, ruch owadów ustaje i wiele zwierząt, a szczególniéj ptaków, zdąża do swych siedzib, jakby przed zbliżającą się nocą. Ostatnie chwile światła słonecznego przed całkowitym zakryciem trwają bardzo krótko; zwężający się szybko wąski sierp słońca prawie nagle niknie i cały dotychczasowy obraz w jednéj chwili się zmienia: wokoło czarnéj tarczy księżyca zjawia się niespodzianie, wspomniana już powyżéj (us. 100) świetna, srebrzystym światłem błyszcząca korona słońca, niewidzialna nigdy w zwykłych okolicznościach z powodu olśniewających promieni słonecznych, wraz z widocznymi u jéj brzegu różnéj postaci różowymi wyskokami słonecznymi. Ciemny kolor nieba uwydatnia jeszcze więcéj ów blask srebrzysty korony, rozciągającéj się wokoło prawie na odległość średnicy księżyca, a częściowo w postaci pęków nieregularnych znacznie daléj, jak to widać na fig. 123-éj, przedstawiającéj zaćmienie słońca w Siamie w r. 1874 według fotografii, tamże w chwili samego zaćmienia wykonanéj. — Krótkotrwałość całkowitego zaćmienia z trudnością pozwala na bliższe badanie tego ciekawego zjawiska. Piérwszy bowiém promień słońca, wystrzelający z przeciwnéj strony tarczy księżyca, jest hasłem do zniknięcia całego tego obrazu; gdy zaś już połowa słońca odkrytą zostanie, światło dzienne zwykłe wraca w zupełności.

Mimo względnie krótkiego, bo niewiele przenoszącego 6 minut, trwania tych zaćmień, obserwowanie ich znacznie się przyczyniło do rozjaśnienia budowy fizycznéj słońca, jak to już widzieliśmy w us. 100-ym. Nadto jednak całkowite zaćmienia słońca przedstawiać będą najżywszy interes jeszcze z tego względu, że tylko w takich chwilach daje się obej-

rzéć cała okolica, blisko słońca leżąca, co z czasem prawdopodobnie do-

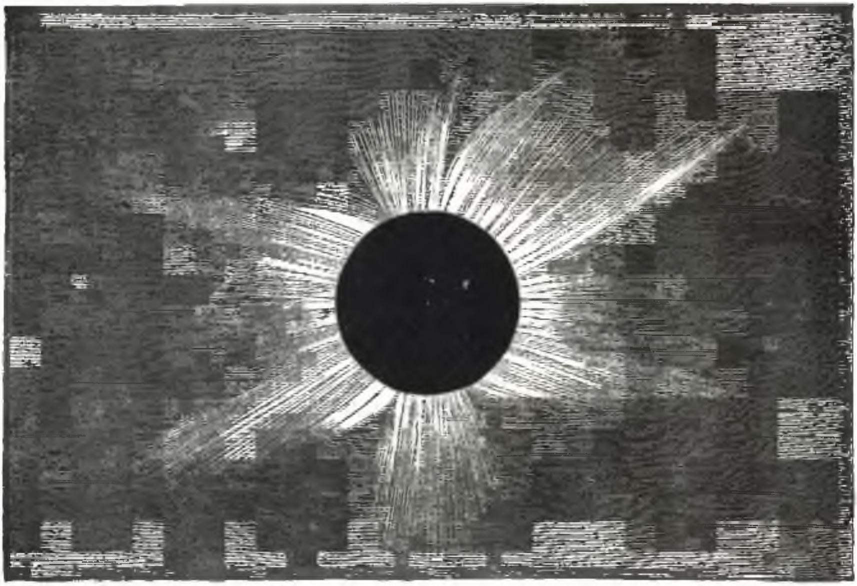


Fig. 123.
Całkowite zaćmienie słońca w Siamie 6 kwietnia r. 1874.

zwoli odkryć te ciała bliskie słońca, których istnienia domyślamy się, lecz zobaczyć ich w zwykłych okolicznościach nie możemy.

ROZDZIAŁ VI.

RUCH PLANET. CIĄŻENIE POWSZECHNE.

I. O RUCHU PLANET WOGÓLE.

138. Pośród gwiazd, rozsianych w takiéj mnogości po całym sklepieniu nieba i nie zmieniających wzajemnego względem siebie położenia, zauważono już w starożytności kilka, tak widocznie poruszających się w pasie zwierzyńcowym, iż z dnia na dzień zmianę ich położenia można było obserwować. Było nadto widoczne, iż ruch ten jest peryjodyczny, t. j., po pewnych okresach czasu, położenia poprzednie znowu się powtarzały. Gwiazdy te nazywano gwiazdami ruchomymi albo planetami. Dołączano do planet słońce i księżyc, jako gwiazdy również ruchome, mimo wyraźnych różnic, jakie w ich biegu po niebie spostrzegano. W starożytności było znanych 5 planet następujących: Merkury ☿, Wenus ♀, Mars ♂, Jowisz ♃, Saturn ♄.

Dla gołego oka planety niewiele różnią się od gwiazd stałych. Światło ich jednak jest spokojniejsze, pozbawione tego iskrzenia się, jakie w gwiazdach stałych spostrzegamy. Zapomocą lunet widziane, przedstawiają one wyraźne tarcze okrągłe, tak jak księżyc lub słońce, choć mniejsze od nich — kiedy gwiazdy stałe w lunecie okazują się tylko jako świetne punkty. Tarcze niektórych planet okazują wyraźne fazy, podobne do faz księżyca, co dowodzi, że są ciałami okrągłymi, ciemnymi, oraz tego, że światło, jakim świecą, jest tylko wynikiem odbicia światła słonecznego. Prócz tego, widzimy w nich ciągłą zmianę wielkości pozornéj średnic, co nam odrazu wskazuje, że odległości ich od ziemi są ciągle zmienne.

Zagadkowy i niejednostajny ruch planet, różniący się wiele od ruchu pozornego słońca i księżyca, od bardzo dawna powodował rozliczne przypuszczenia stosunku ich do słońca i ziemi, i wytwarzał teoryje układu świata coraz inne, wmiarę postępów astronomii.

Związek planet ze słońcem i ziemią z wielu powodów odrazu przedstawiał się jako prawdopodobny; ruch ich odbywa się po tym samym pasie zwierzyńcowym, po którym słońce pozornie obiega; peryjodyczność ich

biegu związana jest do pewnego stopnia również z ruchem słońca, nakoniec ich postaci i fazy, podobne są do ziemi i księżyca, co zauważono po odkryciu lunet. — Wszystko to przemawiało za pewną jednością w układzie tych ciał, mimo, że pewne różnice w ich ruchach się przedstawiają. Te różnice spowodowały już w starożytności rozdział wzmiankowanych 5-u planet na dwie grupy.

139. Planety dolne i górne. Piérwsza grupa z dwu planet, Merkurego i Wenery złożona, odznacza się tym, że obie te planety ciągle w bliskości słońca krążą, nie oddalając się nigdy daleko od niego — kiedy trzy pozostałe w ruchach swych są daleko swobodniejsze, gdyż oddalają się od słońca na całe 180°, obiegając bez przerwy daléj; wracają bowiém do słońca dopiéro po obejściu całych 360° zodyjaku. Piérwsze dwie planety zwano dolnymi, albo wewnętrznymi, przypuszczając, że one są bliżéj słońca; pozostałe, t. j. Marsa, Jowisza i Saturna, uważano za górne, czyli zewnętrzne, t. j. odległéj od słońca położone.

Dla zrozumienia ruchów obu grup, rozpatrzymy oddzielnie jednę i drugą.

Najłatwiejszą do znalezienia i obserwowania jest Wenus, owa błyszcząca «gwiazda wieczorna», kiedy w chwili zachodu słońca, jeszcze prawie za dnia, pokazuje się w niewielkiéj od słońca odległości. Takim właśnie na fig. 124-éj jest jéj położenie a. Oddala się ona codzień więcéj od

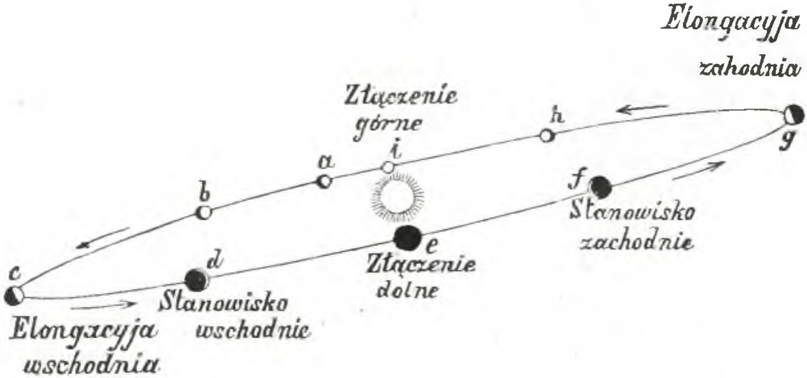


Fig. 124.

słońca, dążąc szybkim ruchem ku wschodowi i zachodząc coraz późniéj; wznoszenie jéj proste zwiększa się codzień szybciéj, aniżeli wznoszenie proste słońca; z tego powodu oddalanie się jéj od słońca jest widoczne.

Przy tym ruchu ku wschodowi średnica pozorna planety ciągle wzrasta, a powierzchnia oświetlona ciągle się zmniejsza w ten sposób, że gdy w położeniu *a* blisko słońca większa część jéj tarczy jest oświetlona, w położeniu *b* faza jéj oświetlenia małoco więcéj wynosi niż połowę, nakoniec w położeniu *c*, o 48⁰ odległym od słońca, jest w połowie oświetlona tak, jak księżyc w 1-széj kwadrze. Ten punkt największego wschodniego oddalenia Wenery od słońca zowią odsunięciem wschodnim, albo elongacyją wschodnią. Odtąd planeta zwalnia swój ruch prosty między gwiazdami tak, że wzrost jéj wznoszenia prostego jest mniejszy, aniżeli słońca, wskutek czego zbliża się ona znowu ku słońcu w odwrotnym względem poprzedniego kierunku, to jest od *c* ku *d*. Zwiększanie się jéj pozornéj średnicy postępuje, faza światła zmniejsza się, a ruch wolnieje tak, że w położeniu *d*, odległym o 28⁰ od słońca, wznoszenie jéj proste przez parę dni prawie nie zmienia się; jest to stanowisko planety między gwiazdami, mimo czego jednak odległość jéj pozorna od słońca ciągle się zmniejsza, bo słońce swym ruchem pozornym ku niéj się zbliża. Po paru dniach takiego spoczynku, wznoszenie proste zmniejszać się zaczyna, ruch planety staje się wstecznym, co ją jeszcze prędzéj zbliża do słońca. Między położeniami *d* i *e* średnica pozorna zbliża się do maximum, t. j. do 66″, kiedy w *a* wynosiła niewiele więcéj nad 10″, przytym faza oświetlenia tak szybko się zmniejsza, że tylko wąski sierp świetlny od strony słońca się pokazuje. Nakoniec planeta, przyśpieszając codziennie ruch swój wsteczny, tak się do słońca zbliża, iż góruje razem z nim na téjże saméj płaszczyźnie godzinnéj. Chwilę tę zowią złączeniem dolnym (conjunctio inferior) planety ☌; wtedy zwykle jéj nie widzimy przez dni kilka, bo nieoświetlona jéj strona jest ku nam zwrócona (oprócz rzadkich zdarzeń, kiedy, przy równym zboczeniu ze słońcem, przesuwa się ruchem wstecznym po tarczy słońca i jest na téjże tarczy widoczna, jako czarna kula — tworząc zjawisko tak zwanego przejścia Wenery przed tarczą słońca).

W parę dni potym planeta, dążąc ruchem wstecznym ku zachodowi, pokazuje się przed samym wschodem słońca jako «gwiazda poranna», inaczéj zwana «jutrzenką», coraz się oddalając od słońca, a więc codzień wcześniéj przed słońcem wschodząc; wówczas znowu można dostrzec przez lunetę jéj wąski sierp, oświetlony z przeciwnéj strony. Wkrótce ruch wsteczny wolnieje tak, że w odległości 28⁰ na zachód od słońca w położeniu *f* planeta zatrzymuje się przez parę dni pośród gwiazd, oddalenie jednak od słońca ciągle wzrasta, bo słońce w swym ruchu pozornym ciągle postępuje. Po paru dniach takiego stanowiska, planeta wraca do ruchu prostego, z początku tak bardzo wolnego, iż, nie zdążając za ruchem słońca, jeszcze się od niego na zachód oddala aż do położenia *g*,

o 48° od słońca odległego, gdzie jest jéj największe odsunięcie zachodnie (elongacyja zachodnia). Tu jéj pozorna średnica już się zmniejsza, a faza światła powiększa; ruch we wznoszeniu prostym tak wzrasta, że ją zaczyna posuwać ku słońcu w kierunku *gh*, wskutek czego ona wschodzi znowu coraz wcześniéj przed słońcem. Wzrost tego ruchu prostego ze zmniejszaniem się średnicy pozornéj dochodzi do maximum w dniu, w którym planeta, zbliżywszy się do słońca w położeniu *i*, jednocześnie z nim góruje, właściwie już niewidoczna, bo zatopiona w promieniach słońca, albo przez nie zakryta. Chwila ta jest złączeniem górnym (conjunctio superior), po którym zmiany opisane w téj saméj kolei wracają.

Cały okres powrotu planety do tego samego złączenia nazywamy obiegiem synodycznym; dla Wenery wynosi on dni 582, z których 41 przypada na ruch planety wsteczny. —

Podobny zupełnie jest ruch Merkurego ze zmianą tylko co do czasu i długości elongacyj. Obieg jego synodyczny odbywa się w ciągu 116 dni, największa zaś elongacyja z obu stron słońca tylko do 23° dochodzi. Z powodu tego ciągłego trzymania się blisko słońca, Merkury bardzo trudno w naszéj strefie gołym okiem widzieć się daje, gdyż albo krótko przed słońcem wschodzi, albotéż zaraz po nim zachodzi. I w obiegu Merkurego spostrzegamy najszybszy ruch prosty podczas złączenia górnego, najszybszy zaś wsteczny podczas złączenia dolnego. Punkty jego stanowisk tylko o 18° od słońca są oddalone. Ten ruch oscylacyjny obu planet, to na wschód, to na zachód odbywany, różni się całkiem od znanego nam ruchu słońca lub księżyca. Wsparci spostrzeżeniami teleskopowymi, pokazującymi zmianę średnic pozornych i zmianę oświetlenia, łatwo się domyślamy, że ruch ten nie jest prostolinijowy, ani oscylacyjny, ale że on ma miejsce po pewnéj krzywéj ciągłéj, przez nas widzianéj z punktu leżącego blisko przedłużenia jéj płaszczyzny — jeżeli ta krzywa jest płaska.

W złączeniu dolnym planeta jest bliżéj nas, t. j. między ziemią i słońcem; z tego téż powodu niekiedy pokazuje się na tarczy słonecznéj; w złączeniu zaś górnym jest więcéj oddalona i musi być wprost poza słońcem, skoro z ziemi prawie całą jéj tarczę oświetloną widzimy.

Nierówności ruchu planet jeszcze wyraźniéj występują, jeżeli położenia ich, wyznaczone kołem południkowym, wniesiemy na mapę nieba, jak to na fig. 125-éj i 126-éj jest zrobione.

Fig. 125-ta przedstawia część drogi pozornéj Wenery w r. 1882 i 1883, na któréj oznaczone są jéj położenia na niebie co 5 dni z odpowiednimi datami. Widzimy, że prędkość planety pięciodniowa od września r. 1882 szybko się zmniejsza aż do 14 listopada r. 1882. Od téj daty

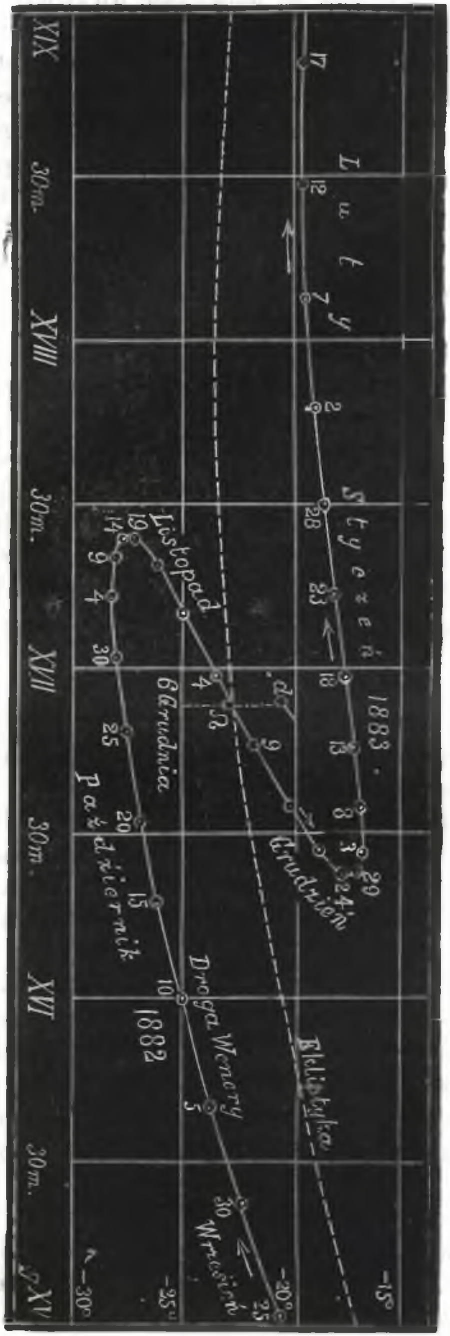


Fig. 125.

Część pozornéj drogi Wenery od 25 września r. 1882 do 17 lutego r. 1883.

do 19 tegoż miesiąca, to jest przez 5 dni, planeta nie zmienia wcale koła godzinnego, posunąwszy się bardzo nieznacznie w zboczeniu. Potym aż do 29 grudnia ma ruch przeciwny porządkowi znaków zodyjaku, to jest wsteczny; w ciągu tego czasu przypada złączenie dolne 6 grudnia, podczas którego ruch wsteczny jest najszybszy. Po stanowisku grudniowym ruch prosty znowu się zaczyna i wzrasta w styczniu i lutym.

Na fig. 126-éj widzimy całoroczną drogę drugiéj dolnéj planety, Merkurego. Położenia jego w dniu 1 każdego miesiąca oznaczone są początkowymi literami miesięcy u dołu rysunku, górne zaś litery wskazują położenia słońca, również dnia 1-go każdego miesiąca. Złączenia: górne i dolne oznaczone są we właściwych dniach odpowiednimi symbolami: ☌*g*, ☌*d*. Cofania się planety w chwilach złączeń dolnych wraz ze stanowiskami powtarzają się co 116

dni, tworząc w tych miejscach nieba zakręty w postaci pętlic, i tu ruch wsteczny jest najszybszy, kiedy w chwilach złączeń górnych ruch prosty wzrasta do maximum. Prócz tego widzimy, że droga Merkurego przy tych wszystkich nierównościach leży ciągle blisko drogi słońca (ekliptyki), która na figurze jest oznaczona liniją przerywaną. W ciągu każdego obiegu droga planety przecina się z ekliptyką dwa razy; te punkty przecięcia się zowią się **węzłami**, których istnienie wskazuje, że część krzywéj, stanowiącéj drogę planety, leży nad, a część pod ekliptyką. Zauważyć przytym powinniśmy, że okres przechodzenia przez węzły różni się od obiegu synodycznego; zawiéra bowiém około 87 dni, gdy okres synodyczny trwa dni 116.

Rezultaty spostrzeżeń teleskopowych Merkurego prowadzą nas zupełnie do tychże samych wniosków, które dla Wenery były wyprowadzone, tak iż te dwie planety istotnie tworzą naturalną grupę, spólnymi własnościami ruchów obdarzoną. —

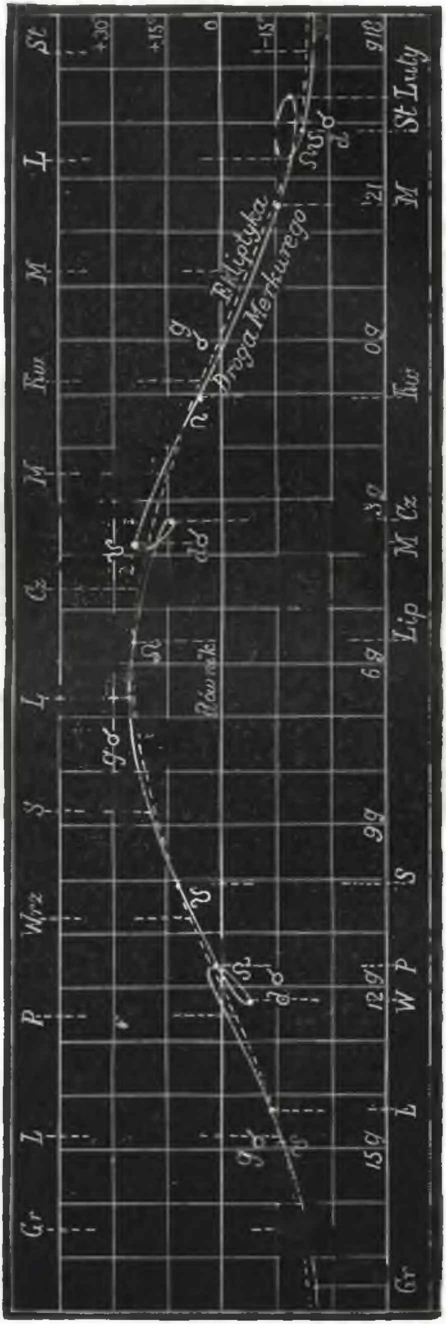


Fig. 126.
Droga pozorna Merkurego w r. 1884.

Nieco odmiennie przedstawiają się na niebie ruchy drugiéj grupy planet, zwanych górnymi: Marsa, Jowisza i Saturna.

Przypatrując się Jowiszowi wtedy, kiedy wschodzi przed samym wschodem słońca jako gwiazda piérwszorzędnego blasku, możemy zauważyć, że średnica jego jest wtenczas bardzo mała, ruch pośród gwiazd prosty; mimo tego jednak, oddala się on codzień na zachód od słońca, a raczéj słońce odsuwa się ku wschodowi, mając szybszy wzrost wznoszenia prostego. Stopniowo ruch Jowisza wolnieje i w 117° stopniach od słońca planeta pozornie staje, niezmieniając prawie przez dni 20 swego wznoszenia prostego; słońce jednak swym ruchem coraz się więcéj oddala. Na fig. 127-éj, przedstawiającéj część drogi Jowisza w latach 1883 i 1884,

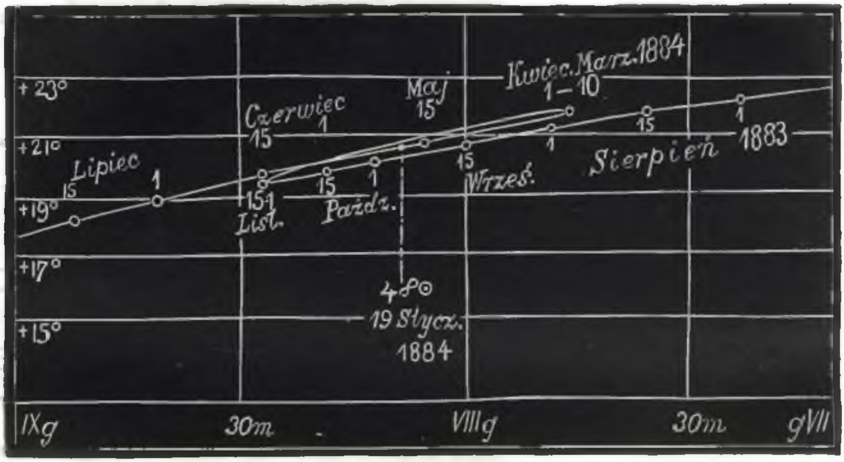


Fig. 127.

Część drogi Jowisza w l. 1883 i 1884.

widzimy ten punkt stanowiska w listopadzie r. 1883. Stąd zaczyna się ruch wsteczny trwający 119 dni; oddala on jeszcze więcéj planetę od słońca tak, że przychodzi ona wreszcie do 180° oddalenia i wtedy będąc przeciwległą słońcu góruje o północy — tę chwilę nazywają przeciwstawieniem czyli opozycyją (☍); miejsce jéj naznaczone jest na fig. 127-éj i przypadało w dniu 19 stycznia r. 1884. Wtedy ruch wsteczny jest najszybszy, średnica pozorna największa; planeta więc jest wtenczas najbliżéj ziemi, a z powodu górowania o północy całą noc jest widzialna.

Przechodząc 180° odległości od słońca, Jowisz nie wraca do słońca, jak dolne planety, ale postępuje daléj; ruch jego wsteczny staje się wolniejszym, i gdy planeta dochodzi do odległości 243° od słońca z zachodu,

t. j. do 117⁰ odległości wschodniéj, znowu zatrzymuje się, jak to na fig. 127-éj widać w początku marca. Potym ruchem prostym ze wzrastającą szybkością postępuje ku wschodowi; przewyższająca jednak prędkość słońca coraz więcéj zmniejsza przedział między pozornymi położeniami dwu ciał, dopóki oba nie zejdą się na jednym kole godzinnym, górując w téj saméj chwili, stanowiącéj złączenie (☌); wtedy ruch prosty jest najszybszy, średnica pozorna najmniejsza, planeta więc jest najdaléj od ziemi — poza słońcem.

Położenia Jowisza, odległe od słońca o 90⁰, zowią kwadraturami; podczas nich można lunetami dostrzéc fazy światła podobne, choć znacznie mniejsze, aniżeli w planetach dolnych. Okres powrotu Jowisza do złączenia, stanowiący obieg jego synodyczny, trwa dni 398,8. Przypatrując się drodze Jowisza, dostrzeżemy, że, pomijając jego pętlicę, ruchem wstecznym utworzoną, zmienia on miejsce na niebie w ciągu roku w kierunku prostym zaledwie o niecałe 30⁰, a zatym do obejścia całego nieba potrzebuje około 12 lat. Długości jednak tych rocznych części nie są sobie równe, a różnice prędkości kątowych zachowują się podobnie, jak różnice, które poznaliśmy przy opisie pozornych dróg słońca (us. 66) i księżyca (us. 169); wskutek tego, z wolniejszym ruchem ogólnym pętlice są bliżéj siebie, i odwrotnie: przy ruchu szybszym pętlice są odleglejsze.

Całkowita droga Jowisza, przedstawiona w przybliżeniu na fig. 128-éj, tworzy w ciągu lat 12 jedenaście pętlic, t. j. co 13 miesięcy jednę.

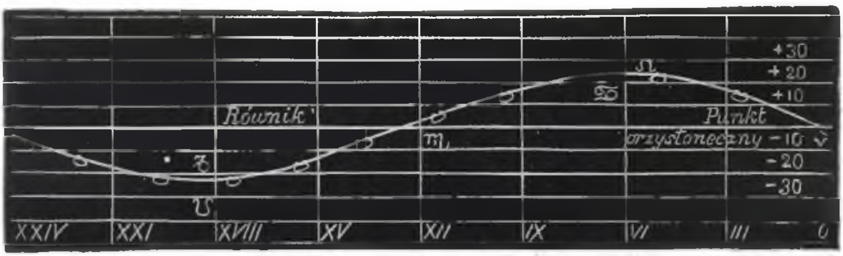


Fig. 128.

Droga pozorna Jowisza.

Droga ta, tak jak i innych planet, jest bardzo bliska ekliptyki, przypadając to wyżéj, to znowu niżéj od niéj, i przecina się z nią w dwu punktach, węzłach.

Drogi innych planet górnych przedstawiają się w postaci zupełnie podobnéj, różniąc się tylko wymiarami i czasem obiegu. I tak, droga pozorna roczna Saturna różni się od drogi Jowisza obszernością pętlicy, ruchem wstecznym wytworzonéj; Jowisza pętlica bowiém ma około 8 i pół

stopni, gdy Saturna ledwie do 7° dochodzi. Roczna zmiana miejsca Saturna na niebie jest znacznie mniejsza niż Jowisza, gdyż około 12° wynosi, tak iż do obejścia nieba wokoło Saturn potrzebuje lat 29 przeszło, tworząc przez ten czas 28 pętlic, jednę w każdym synodycznym obiegu wynoszącym około 378 dni.

Z tego ogólnego opisu ruchu planet widzimy, że wszystkie te ruchy posiadają pewne spólne cechy, przy niejakich różnicach, jakie są właściwe ruchom oddzielnych planet.

Ogólne cechy wszystkich planet są:

1) Niejednostajny ruch, podobny do opisanego powyżéj pozornego ruchu słońca.

2) Stanowiska i ruch wsteczny.

Różnica zaś dwu głównych grup jest właściwie tylko ta, że planety dolne oddalają się od słońca na oznaczoną ilość stopni i nie ulegają przeciwstawieniu, kiedy górne co powien czas stają w przeciwstawieniu posiadając wtedy ruch wsteczny najszybszy z całego ruchu podczas ich obiegu synodycznego, tak jak planety dolne w złączeniach dolnych.

Różnica w fazach światła jest właściwie tylko różnicą ilościową. I najdalsze bowiém planety podlegają zmianie oświetlenia; z powodu jednak wielkiéj ich od ziemi odległości nie przyjmują one względem ziemi takiego położenia, abyśmy znaczniejszą część powierzchni nieoświetlonéj widziéć mogli. Bliższe z nich, Mars i Jowisz, jeszcze bardzo wyraźne fazy przedstawiają.

Wszystkie opisane objawy, prócz teleskopowych, od najdawniejszych czasów już były znane; na nich opiérano wszystkie wyrachowania astronomiczne. Objaśnienia jednak prawdziwéj przyczyny tych ruchów są stosunkowo niedawną zdobyczą badań naukowych.

Cechy, charakteryzujące bieg planet, t. j. 1) niejednostajny ich ruch i 2) ruch wsteczny, zwano nierównościami biegu, a dla ich objaśnienia przypuszczano bardzo skomplikowane układy świata, które do końca XV wieku, mimo pracowitych usilowań ich twórców, nie dozwalały pogodzić hypotez ze spostrzeżeniami.

II. POJĘCIA O UKŁADZIE ŚWIATA.

140. Układ Ptolemeusza. Czasy starożytne przekazały nam wiele luźnych spostrzeżeń i przypuszczeń astronomicznych; piérwsze ich ujęcie w jeden układ ogólny jest zasługą astronoma w Aleksandryi, Ptolemeusza, żyjącego w II stuleciu po Chr. Teoryja ruchu ciał niebieskich, zwana układem Ptolemeusza i zawarta w jego dziele znanym pod nazwą

«Almagest», nie jest właściwie czystym wynikiem jego samodzielnych badań. Zawiéra ona raczéj w sobie zestawienie prawd i przypuszczeń poprzednio już znanych, a pojedyńczo nawet ogłaszanych przez najznakomitszego astronoma starożytności, Hipparch'a, żyjącego na 300 lat przed epoką Ptolemeusza. Zestawienie to jest jedynym dziełem starożytnym, traktującym ten przedmiot w całości.

Ptolemeusz dowodził, że ziemia jest okrągła, utrzymywana w przestworze przez bardzo odległe siły wszechświata; przeczył jednak ruchowi ziemi, mimo, że jeszcze przed nim pojęcie o ruchu ziemi już powstawało w umysłach wielu myślicieli, choć niedojrzało natyle, aby się stało przekonaniem. Pitagoras, Filolaos, Eudoksyjusz daleko wcześniéj owę myśl rozważali. Mimo jéj prawdziwości, dziś uznanéj, Ptołemeusz myśl tę stanowczo odrzuca, a ziemię uważa jako środek, około którego wszystkie znane wówczas gwiazdy ruchome krążą po kołach w różnych od ziemi odległościach. Niebo zaś całe jest, według niego, kulą kryształową, z rozsianymi na niéj gwiazdami nieruchomymi, obracającą się około ziemi w ciągu 24 godzin. Porządek odległości planet Ptolemeusza przedstawia fig. 129-ta. Najbliżéj ziemi obiega księżyc, za nim idą dolne planety, Merkury i Wenus; daléj słońce; a poza słońcem Mars, Jowisz i Saturn; poza nimi nakoniec kryształowa sfera gwiazd stałych.

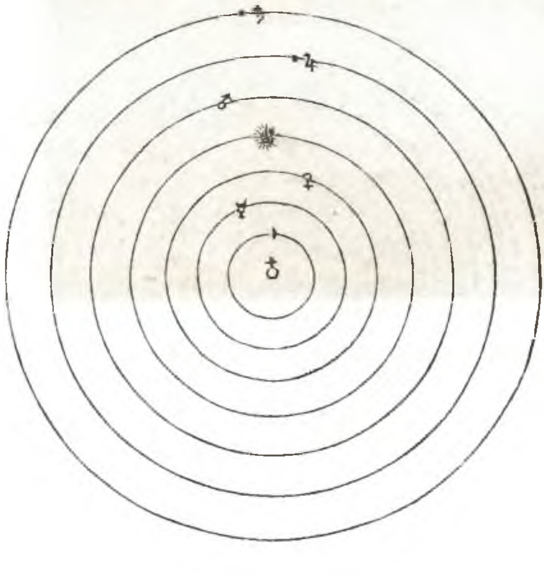


Fig. 129.

Nierówności biegu planet, przy tym sposobie widzenia rzeczy, były bardzo trudne do wytłomaczenia. Objaśnienie ich czerpie Ptolemeusz u Hipparch'a i dla wytłomaczenia piérwszéj nierówności, t. j. niejednostajnego biegu, uważa, że ziemia znajduje się zewnątrz środka koła, obieganego przez planetę, a tym sposobem łuki równe, do-

konywane ruchem jednostajnym, widać z ziemi pod różnymi kątami (por. us. 66), co stanowi właśnie różną prędkość. Objaśnienie to, choć pozornie tak proste, nie jest jednak w zgodzie ze spostrzeżeniem, gdyż, jak widzieliśmy w us. 66-ym, prowadziłoby do wniosku, iż prędkości kątowe są proporcyjonalne względem średnic pozornych, gdy tymczasem one są proporcyjonalne względem kwadratów średnic pozornych. Prawo to, stosujące się ogólnie do słońca, księżyca i planet, starożytnym nie było znane. Zaznaczeniu go co do planet stał na zawadzie brak lunet — ale ono również dla księżyca i słońca nie było wskazane.

Druga nierówność, ruch wsteczny planet, objaśniana była już od czasu Hipparch'a tak, jak to «*Almagest*» podaje. Jeżeli na fig. 130-éj przypuścimy, że punkt *a* obiega ruchem jednostajnym koło o promieniu *ac*, kiedy jednocześnie środek tegoż koła *c* posuwa się jednostajnie po innym kole *c* 124 . . . , to łatwo graficznie oznaczyć krzywą, przez punkt *a* zakreśloną wskutek takiego obiegu. Podzieliwszy bowiem koło *ac* na 6 części równych i odciąwszy na kole *ct* także sześć jakichkolwiek równych części, w każdym kolejnym położeniu środka koła

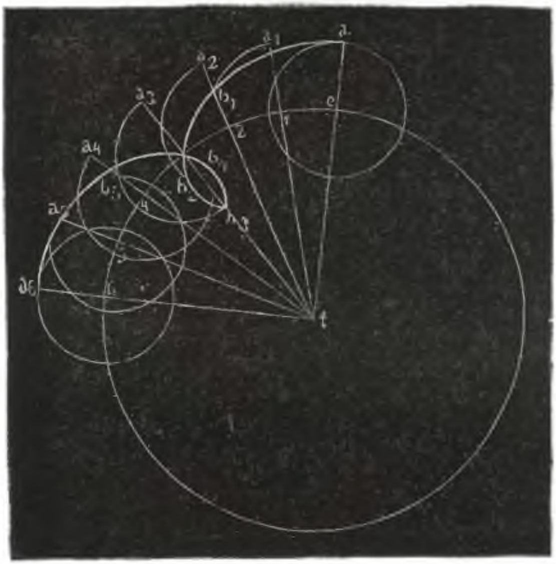


Fig. 130.

ac, t. j. w punktach 1, 2, 3, 4, 5, 6, oznaczymy położenie punktu *a*, o $\frac{1}{6}$ obwodu koła coraz daléj leżące; krzywa $ab_1b_2\ldots$ przedstawi drogę pozornie podobną do dróg pozornych planet. Taktéż wyobrażali sobie starożytni ruch planet, zowiąc e p i c y k l a m i (od nazwy linii krzywéj: epicyklojdy) koło mniejsze, albo właściwie tym mianem oznaczając część drogi od jednéj pętlicy do drugiéj; koło zaś wyobrażalne, po którym posuwał się środek epicyklu, nazywali k o ł e m d e f e r e n c y j n y m. Według tego, okres synodyczny był czasem obiegu prawdziwéj planety po epicyklu i zostawał w ścisłym związku z ruchem słońca; okres zaś gwiazdowy, t. j. powrót do téj saméj gwiazdy, odpowiadał czasowi obiegu

punktu *c* po kole deferencyjnym i pozornie nie miał związku z ruchem słońca; tak np. dla Jowisza, jak widzieliśmy, wynosi on lat 12 prawie. Wprawdzie epicykle przybliżenie objaśniały ruch wsteczny planet, lecz coraz dokładniejsze spostrzeżenia położeń planet nie zgadzały się z teoryją; pomnażano więc ilość epicyklów i zmieniano ich rozmiary, ale i to nie wystarczało. Prócz tych niezgodności, układ Ptolemeusza dopuszczał stawanie w opozycyi Merkurego i Wenery, czego nigdy nie spostrzegano.

Ten ostatni punkt usiłowano objaśnić układem egipskim. Przypuszczano w nim, że Merkury i Wenera obiegają tylko wokoło słońca, a ono wraz z niemi dokoła ziemi obchodzi; i to jednak przypuszczenie nie było w należytéj zgodzie ze spostrzeżeniami.

Wszystkie podobne układy błądziły w tym, że ziemię uważały za nieruchomą. Nieznajomość rozmiarów świata prowadziła niezbędnie starożytnych do tego przekonania. Ptolemeusz, któremu piérwsze przebłyski idei o ruchu ziemi nie były obce, nie mógł jednak odstąpić od zasady, że nieruchoma ziemia faktycznie w środku kuli niebieskiéj się znajduje. Gdyby bowiém od tego środka zboczyła, ruch dzienny na wschodzie i zachodzie nie byłby ten sam: ziemia musiałaby być bliżéj jednych gwiazd niż innych. Dziś, gdy wiemy, że wielkość orbity ziemi jest bardzo mała w porównaniu z rozmiarami świata, łatwiéj nam zrozumiéć, że oko nasze wszędzie znajduje się w środku owéj przestrzeni, zwanéj kulą niebieską. *Almagest* jednak zachował swą powagę przez 14 wieków, dopóki Kopernik nie dał podstawy do prawdziwego objaśnienia, przyjmując ruch ziemi obrotowy i obiegowy około słońca. Wskutek przyjęcia téj zasady, wszystkie skomplikowane epicykle ustępują przed tłomaczeniem znacznie prostszym, przedstawiając się jako złudzenia paralaktyczne, wywołane obiegiem ziemi, i dlatego mające związek z położeniem słońca. Zasadę tego złudzenia łatwo pojąć zapomocą bardzo prostego doświadczenia. Ustawiamy w środku obszernego pokoju jakikolwiek drobny przedmiot na wysokości oka, a przy jednéj ścianie zakréślamy na posadzce promieniem parułokciowym koło, po którym powoli chodząc nie spuszczamy z oka owego przedmiotu, znacząc jednocześnie miejsca, w których on odbija się na przeciwległéj ścianie. Przekonamy się, że obraz przedmiotu na ścianie to w jednę, to w drugą stronę się posuwa, mimo jednostajnego naszego ruchu po kole. Jeżeli przedmiot ustawimy niżéj oka, aby nie znajdował się na płaszczyźnie koła, przez oko zakréślonego, wtedy z ruchu obrazu na ścianie utworzy się elipsa, z kierunkiem ruchu jużto prostym, jużtéż wstecznym, bardzo podobna do zawiniętéj części epicyklu; brak jéj będzie tylko tych przedłużeń, które w naturze dzielą jeden epicykl od drugiego, a będących następstwem prawdziwego ruchu własnego planety. W doświadczeniu więc tym koło na po-

sadzce jest jakby orbitą ziemi, przedmiot ustawiony planetą, a ściana, na któréj ruch się odbija, sklepieniem nieba.

141. Układ Kopernika. Rozwinięcie téj podstawowéj myśli, t. j. ruchu ziemi, stanowi cechę układu świata Kopernika, wyłożonego we wspomnianym już jego dziele *«De revolutionibus orbium coelestium»*. Układ ten, stawiający słońce pośrodku planet, zowią środosłonecznym, czyli helijocentrycznym.

Najgłówniejsze zasady układu Kopernika, które zgruntu zmieniły sposób widzenia rzeczy starożytnych, są następujące:

1) Obrót ziemi około osi powoduje złudzenie ruchu dziennego kuli niebieskiéj.

2) Słońce stanowi środek układu, ziemia zaś, jak każda inna planeta, obiega około niego po kole i przez ten ruch wywoływa pozorne nieregularności dróg innych planet.

Ruch ziemi jest według Kopernika trojaki:

1) obrotowy około osi odbywający się w ciągu 24 godzin;

2) obiegowy około słońca w ciągu roku;

3) ruch osi ziemskiéj w zboczeniu, prawie równy co do swego okresu ruchowi obiegowemu, ale odbywany wstecznie (us. 11).

Ten trzeci ruch jest objaśnieniem znanéj nam równoległości położeń osi ziemskiéj (us. 70) i precesyi (us. 87). Dziś przypuszczenie tego ruchu jest zbyteczne, a miało ono pogodzić z faktami błędne mniemanie starożytnych, że oś kuli, obiegającéj po krzywéj, jest zawsze jednakowo zwrócona ku środkowi krzywéj obiegu. Zmuszony więc był Kopernik przyjąć, że oś ziemska w kierunku wstecznym obraca się prawie równocześnie z ruchem obiegowym, pozostając tym sposobem równoległą do poprzednich położeń, inaczéj bowiém, według owego mniemania, jeden jéj koniec byłby zawsze ku słońcu zwrócony. Okres tego ruchu nie jest ściśle równy rocznemu obiegowi ziemi, co sprawia, że po roku oś ziemska nie znajduje się już ściśle w pierwotnym położeniu, ale w takim, iż to daje powód do wytłomaczenia znanego nam już zjawiska, zwanego precesyją.

Tymi ruchami obdarzona ziemia przestała być, od Kopernika, środkiem świata i została zaliczona do rzędu zwykłych planet, obiegających słońce, stanowiące właściwy środek układu. Kolejność w tym układzie stanowisk planet wskazał Kopernik taką, jaka przy dalszych badaniach okazała się prawdziwą. Fig. 131-sza wskazuje na ten porządek. Najbliższe koło przy słońcu obiega Merkury, zanim idzie Wenera, ziemia z księżycem, Mars, Jowisz i nakoniec Saturn.

Pozostawienie przez Kopernika koła, jako postaci drogi obiegowéj planet, ma przyczynę w pojęciu starożytnych, wciąż do owego czasu uznawanym, że koło, jako najdoskonalsza krzywa, powinno panować we

wszechświecie, chociaż jest ślad, iż Kopernik rozważał przypuszczenie eliptycznych ruchów planet.

Dla zachowania tego pojęcia, a przytym dla objaśnienia pierwszéj nierówności, t. j. zmiennéj prędkości kątowéj, przyjmował Kopernik, tak jak Hipparch i Ptolemeusz, że słońce nie stoi w środku kół planetarnych, i zmuszony był przyjmować jeszcze pewne epicykle.

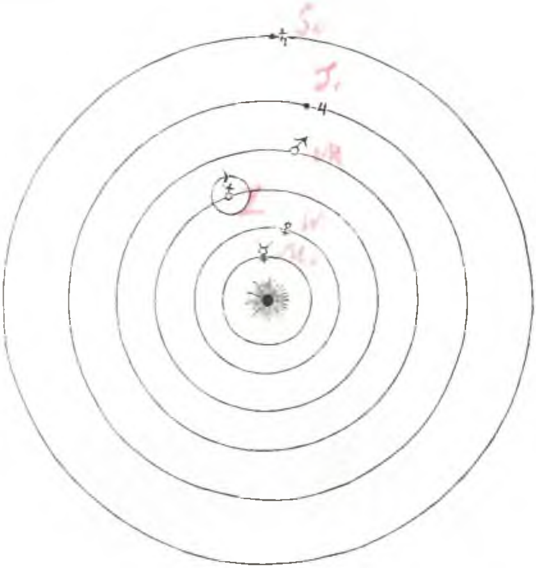
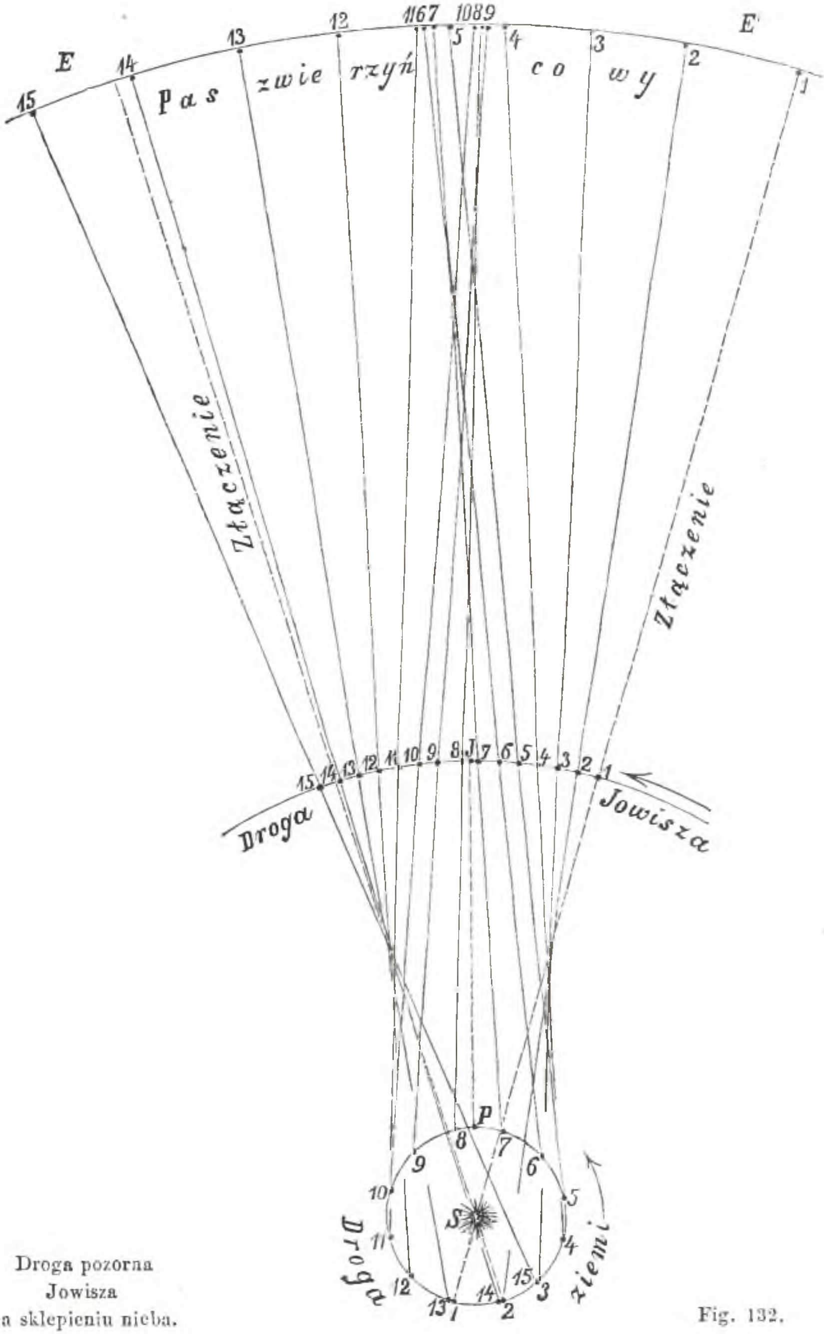


Fig. 131.

Druga nierówność biegu planet, t. j. ich ruch wsteczny, może być w zasadzie zapomocą teoryi Kopernika zupełnie wytłomaczona. Gdybyśmy na ruch planet patrzéć mogli ze środka słońca, drogi ich przedstawiałyby się na niebie podobnymi do drogi księżyca, z ziemi widzianéj. Skoro jednak na ten ruch patrzymy z ziemi, obiegającéj również do koła słońca, przeto podlegamy złudzeniu. Wyobraźmy sobie na fig. 132-éj rzeczywistą drogę ziemi P około słońca S wraz z położeniami saméj ziemi 1, 2, 3 i t. d. w odstępach 30-dniowych, jakoteż drogę Jowisza J z odpowiednimi co 30 dni położeniami 1, 2, 3 i t. d., oraz rozpatrzmy położenia pozorne planety, jakie się wytworzą na sklepieniu nieba EE' przez promienie widzenia, idące od położeń ziemi do odpowiednich położeń Jowisza. Spostrzegamy wtedy na sklepieniu nieba EE' ruch planety od punktu 1 (złączenie ☌), zwalniający się stopniowo aż do punktu 6, w którym planeta pozornie stoi przez czas pewien nieruchomo; daléj droga jéj cofa się przez punkty 6, 7, 8 do 9, przy którym ruch znowu się wstrzymuje, następnie zaś wzrasta w pierwotnym prostym kierunku: 9, 10, 11, 12, 13 aż do 14, i przytym punkcie znowu ruch prosty jest najszybszy w chwili nowego złączenia. Ponieważ obie drogi, t. j. ziemi i Jowisza, znajdują się na jednéj płaszczyźnie rysunku, przeto ruch wsteczny jest także na jednéj płaszczyźnie z ruchem prostym poprzednim



Droga pozorna
Jowisza
na sklepieniu nieba.

Fig. 132.

i następnym. Drogi jednak planet nie leżą na płaszczyźnie drogi ziemskiéj, do złudzenia więc jeszcze przybywa różnica w zboczeniu i wytwarzanie tych pętlic, jakie na fig. 127-éj w drodze Jowisza widzieliśmy. — Ruch zatym wsteczny jest koniecznym wynikiem teoryi Kopernika; dość bowiém rzucić okiem na wzajemne ruchy ziemi i Jowisza na fig. 132-éj, aby spostrzéc, że w punktach drogi ziemi 11, 12, 13, 1, 2, 3 ruch jéj jest co do kierunku przeciwnym ruchowi Jowisza, kiedy w punktach 5, 6, 7, P, 8, 9 dokonywa się w tymże kierunku. W piérwszym razie ruch pozorny Jowisza musi się wydawać prostym; w drugim zaś razie ten ruch pozorny jest różnicą prędkości ziemi i Jowisza, Jowisz przeto pozostaje za ziemią, prędzéj bieżącą, przedstawiając na sklepieniu nieba ruch wsteczny. — Najszybszy ruch wsteczny jest oczywiście podczas przeciwstawienia (opozycyi) w punktach J, P, gdzie części dróg planet są najbliższe równoległości.

Epicykle więc Ptolemeusza są, według Kopernika, odbiciem paralaktycznym ruchu ziemi około słońca, a zatym, zgodnie z ogólnymi zasadami paralaksy, im planeta dalsza jest od ziemi, tym mniejszy będzie rozmiar epicyklu na tle nieba, czyli innymi słowy, kąt, pod którym z różnych planet widziéćby można drogę ziemi, zmniejsza się wmiarę ich odległości. Ten kąt, który Kopernik obliczał z pozornych rozmiarów epicyklów i który nazwał p a r a l a k s ą p l a n e t (odniesioną widocznie do średnicy drogi ziemskiéj), dał mu możność przybliżonego ocenienia względnych odległości planet od słońca, w stosunku do odległości ziemi. Odległości te dla pięciu znanych wówczas planet, według danych Kopernika, są wielce zbliżone do prawdziwych, innymi sposobami obliczonych, i świadczą zarówno o prawdzie jego nowego pojęcia, jak i o bystrości umysłu, zdobywającego tę prawdę środkami wówczas bardzo ograniczonymi. Liczby te dla położeń najbliższych i najdalszych od słońca, przy odległości ziemi = 1, są następujące:

	perihelium	aphelium
Merkury	0,326	0,405
Wenera	0,709	0,730
Mars	1,373	1,666
Jowisz	4,980	5,453
Saturn	8,66	9,76.

Teoryja Kopernika jest bez wątpliwości najważniejszym krokiem postępu w całéj historyi astronomii. Odróżnienie ruchów prawdziwych od pozornych i—w ogólnych zarysach—*ustanowienie zasad układu świata* przedstawiają dwie zdobycze, na których się opiéra cały dalszy rozwój téj nauki. Wprawdzie przyjęcie ruchu jednostajnego po kołach, zmuszające do wprowadzania częściowego epicyklów, stanowi stronę ujemną jego teoryi, lecz było to następstwem tego, iż w owym czasie nie domyślano

się istnienia przyciągania, nie znano więc jego praw, jak również wielu zasad mechaniki.

142. TYCHO DE BRAHE. Astronom duński Tycho de Brahe, żyjący przy końcu wieku XVI, znany jako ścisły badacz i spostrzegacz, zauważył, że położenia planet rzeczywiste nie zgadzały się w wielu razach z położeniami, obrachowanymi na zasadach Kopernika. Do powątpiewania o ich prawdzie miał jeszcze inny powód. Układ Kopernika pociągał za sobą ruch paralaktyczny (us. 34) zarówno planet, jak i gwiazd stałych; tego ostatniego Tycho, nie posiadający dzisiejszych lunet, niedostrzegł, wobec zaś pojęć Ptolemeusza o kolejności sfer, nie śmiał przypuszczać, aby gwiazdy stałe tak były odległe, iżby ruch ziemi nie odbił się na tle nieba w zmianie ich położeń. Nie mogąc się mianowicie zdobyć na przyjęcie, iż promienie widzenia z dwu krańcowych punktów drogi ziemskiéj, idące do jednéj gwiazdy stałéj, z największą trudnością dadzą się od równoległych odróżnić, przypuszczał, że, gdyby ruch obiegowy ziemi Kopernika był prawdziwy, to musiałby on wpływać na zmianę w położeniach gwiazd stałych, widzianych w odstępach półrocznych. Spostrzegacz pracowity, ale nie dość bystry teoretyk, nie mógł Tycho wyzwolić się z pojęć Ptolemeusza, który, jak widzieliśmy, dlatego przeczył ruchowi ziemi, że zawsze mu się ona przedstawiała w środku kuli niebieskiéj. Dlategoto Tycho postawił własny układ, według którego słońce, wraz ze wszystkimi pięciu planetami, wokoło niego obiegającymi, krąży około nieruchoméj ziemi. Układ ten przedstawia fig. 133-a.

Odrzuciwszy pełen prostoty i uderzającéj naturalności układ Kopernika, Tycho jednak nawet nie przeżył czasowego uznania dla swych pomysłów; spółpracownik bowiém jego i pomocnik, Jan Keppler z Wirtembergii, oceniając należycie dokładności pojedyńczych spostrzeżeń swego przełożonego, całą swą usilność poświęcił wyjaśnieniu tych trudności, które sprawiały, iż układ Kopernika przedstawiał się jako niedokładny. Potrzeba było mianowicie na miejsce kół mimośrodowych i ruchu jednostajnego znaléść inną krzywą, jako postać podstawową dróg planetarnych, aby usunąć najwyraźniejsze niezgodności teoryi heliocentrycznéj z wynikami spostrzeżeń.

143. KEPPLER. Zadanie to, jako konieczne uzupełnienie nauki Kopernika, udało się Keppler'owi rozwiązać po długiéj kilkunastoletniéj wytrwałéj pracy. W dziele wydanym w Pradze w r. 1609, «*Astronomia nova... de motibus stellae Martis*» pomieścił główne wyniki swych badań, opartych na ogólnéj idei Kopernika i ścisłych obserwacyjach, jakich Tycho dokonał. Wyniki owe, głównie oparte na spostrzeżeniach Marsa, a potwierdzone późniéj badaniem ruchów innych planet, znane są pod

nazwą «trzech praw Keppler'a» i bywają wypowiadane zwykle w takim porządku, jaki tu zachowamy.

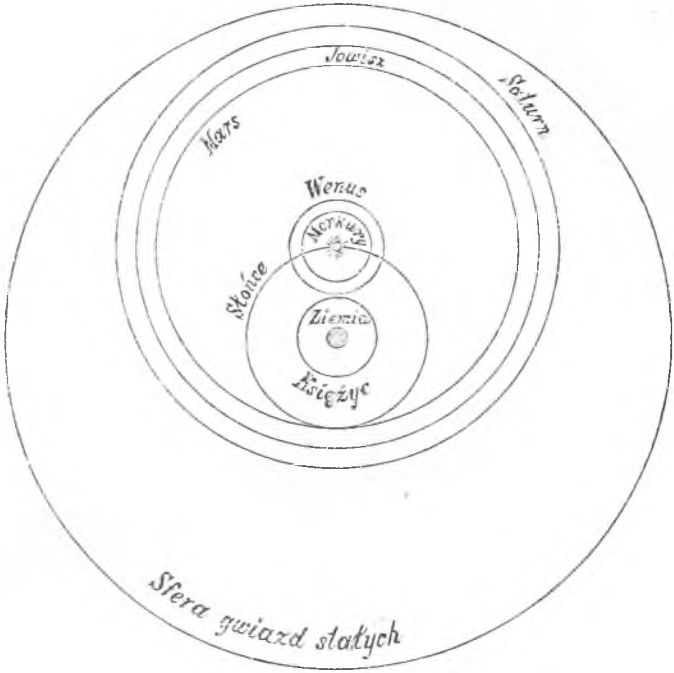


Fig. 133.

144. Pierwsze prawo Keppler'a. *Droga każdéj planety jest elipsą, któréj jedno ognisko zajmuje słońce.*

Prawo to poznaliśmy powyżéj, mówiąc o postaci drogi ziemskiéj i drogi księżyca; stosuje się ono zarówno do obiegów wszystkich innych planet około słońca. Mimo różnic w rozciągłości i nachyleniu dróg planetarnych, zawsze w środku słońca przypada jedno z ognisk tych elips, a wskutek tego linije węzłów, będące przecięciami płaszczyzn dróg tych planet z płaszczyzną drogi ziemskiéj, przechodzą wszystkie przez środek słońca, mimo tego, że punkty przysłoneczne mogą się znajdować w różnych okolicach nieba.

Postaci elips różnych planet nietylko różnią się od siebie wielkością, ale także liczby, wyrażone przez stosunki odległości ognisk do osi wielkiéj, czyli (us. 68) mimośrody ich, określające postać elipsy mniéj lub więcéj wydłużoną, są różne. Widzieliśmy powyżéj (us. 68), że mimośród drogi ziemskiéj wynosi około $\frac{1}{60}$, czyli 0,0167; jest on średnim między mimośrodami planet. Największy mimośród posiada Merkury (0,2056),

t. j. elipsa jego drogi jest najwięcéj wydłużona, najbliższa zaś koła jest droga Wenery (mimośród 0,0068).

145. Drugie prawo Keppler'a. Drugie prawo Keppler'a (choć właściwie najwcześniéj przez niego wykryte) polega na zaznaczeniu stałości stosunku pola drogi eliptycznéj, zakréślonego przez promień wodzący, łączący środki słońca i planety, do czasu na to użytego; wysławia się je tak:

Pola wycinków, zakréślane promieniem wodzącym, są proporcyjonalne względem czasów, na ich zakréślanie potrzebnych.

Prawo to, zwane «zasadą zachowania pól», zaznaczyliśmy powyżéj (us. 67) dla drogi ziemi, wychodząc z porównania prędkości kątowych i średnic pozornych słońca, przyczym widzieliśmy (us. 66), że (proporcyjonalne względem kwadratów średnic pozornych) *prędkości kątowe są odwrotnie proporcyjonalne względem kwadratów odległości.* Keppler, nie posiadający lunet, doszedł do tylkoco wypowiedzianego prawa bez porównywania średnic pozornych, lecz wyprowadził je z rozważania położeń Marsa, a stąd, jako do prostego wniosku (us. 67), doszedł do zasady zachowania pól.

Piérwsze prawo Keppler'a objaśnia postaci dróg planet; drugie określa ściśle rodzaj ich ruchu. Im pewna planeta jest na swéj drodze bliżéj słońca, tym prędkość jéj jest większa, i odwrotnie; najszybszy ruch jest w punkcie przysłonecznym, jako najbliższym; około punktu odsłonecznego ruch staje się najwolniejszym. Jeżeli na fig. 134-éj wyobrazimy sobie planetę P na jéj drodze w punktach P, P', P'' co dni 30, wtedy części jéj drogi PP', P'P'', i t. d., w ciągu 30 dni obiegane, będą się zwiększały od P''' do P, długości zaś promieni wodzących SP''', SP'', SP' aż do punktu przysłonecznego P będą coraz mniejsze, ale wciąż pola wycinków SP'''P'', SP''P', ..., odpowiadające 30 dniowym okresom, będą sobie równe.

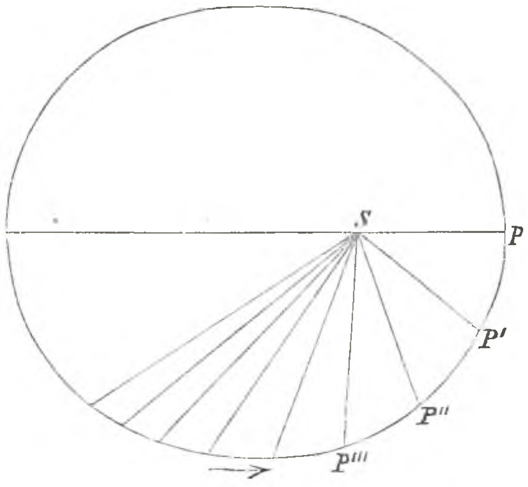


Fig. 134.

Te dwa prawa Keppler'a, razem wzięte, wyjaśniają ostatecznie

piérwszą nierówność planet, t. j. zmienną prędkość. Prócz tego, wskazują one na tożsamość praw obiegu planet z prawami obiegu ziemi, — a tymsamym stwierdzone zostało stanowisko, wyznaczone ziemi przez Kopernika w układzie słonecznym, jako jednéj z planet.

146. Trzecie prawo Keppler'a. Różna prędkość obiegu planety, zmniejszająca się przy zwiększonych jéj od słońca odległościach, naprowadzała genijalnego Keppler'a na myśl uchwycenia zależności czasów całkowitego obiegu różnych planet od ich odległości od słońca. Dopiéro jednak po długich badaniach w dziele «*Harmonices mundi libri V*», (Linz, 1619) ogłosił odpowiednie prawo, zwane «trzecim», t. j., iż:

Kwadraty czasów obiegów gwiazdowych planet są proporcyjonalne względem sześcianów średnich ich od słońca odległości.

Tak np. odległość średnia Jowisza od słońca wynosi 104 milijony mil, a jego obieg trwa lat 11,86; odpowiednie liczby dla ziemi są: 20 milijonów mil i rok czasu; a więc:

$$1^2 : 11{,}86^2 = 20^3 : 104^3, \quad \text{czyli} \quad 1 : 140{,}61 = 8000 : 1124864.$$

Wrazie więc niewiadomości czasu obiegu planety, dość byłoby wyznaczyć jéj paralaksę, a stąd i odległość od słońca; następnie zaś, nie czekając ukończenia jéj obiegu, można czas, na to potrzebny, obliczyć według trzeciego prawa Keppler'a.

Nazwawszy czasy obiegu dwu planet c i C, a ich średnie odległości od słońca r i R, mieć będziemy

$$c^2 : \mathrm{C}^2 = r^3 : \mathrm{R}^3, \quad \text{skąd} \quad c^2 : r^3 = \mathrm{C}^2 : \mathrm{R}^3,$$

t. j. *stosunek kwadratu czasu obiegu planety do sześcianu jéj odległości od słońca jest dla wszystkich planet stały.* Wyrażając w dniach czas obiegu planet, a odległość ziemi od słońca przyjmując za jednostkę, łatwo znajdziemy, iż ów stały stosunek w układzie słonecznym przedstawia, ze ścisłością do jedności, liczbę 133407. —

Odkrycie trzech praw Keppler'a było nowym olbrzymim krokiem postępu na drodze rozjaśnienia prawdziwego układu świata. Związek ścisły ruchu planet z położeniami ich względem słońca, zmniejszanie i zwiększanie się ich biegu zależne od odległości od słońca, położenie wreszcie środka słońca w spólnym ognisku dróg eliptycznych wszystkich planet — wszystko to naprowadzało wprawdzie Keppler'a na myśl, że w słońcu spoczywa siła, kierująca ruchami świata; myśli téj jednak nie zdążył Keppler już rozwinąć.

Wspomniane dzieła jego, objaśniające, w jaki sposób odbywają się ruchy planet, były bodźcem i zarazem główną podstawą do dalszych poszukiwań powodu tych ruchów, t. j. do wyjaśnienia, dlaczego owe ruchy tak, a nieinaczéj, się dokonywają. Badania zaś teoretyczne Descartes'a,

oraz prace fizyczne Galileusza, wielkiego zwolennika idei Kopernika, jakotéż Huygens'a, ułatwiły owo wyjaśnienie.

Mianowicie Newton, gienijalny uczony angielski, wskazał i udowodnił, iż przyczyną owych ruchów jest ogólna siła powszechnego ciążenia, czyli grawitacyja, któréj jednym z objawów jest siła ciężkości.

Na pracach Kopernika, Keppler'a i Newton'a oparta jest dzisiejsza nasza wiedza o prawach i stanie istotnym téj wielkiéj całości, zwanéj układem słonecznym, czyli planetarnym. Z biegiem czasu sięgnęła ona do dalszych jeszcze światów, t. j. do gwiazd stałych.

III. POJĘCIA O CIĄŻENIU POWSZECHNYM.

147. Siła powszechnego ciążenia. Wielkiemu odkryciu Newton'a już w części utorowały drogę prace jego poprzedników nad prawami, dotyczącymi przejawów siły ciężkości na ziemi. Prawa spadku ciał, ruchu wahadła, siły odśrodkowéj — były to rzeczy pojedyńczo znane, ale jeszcze nieujęte w jednę całość ogólną.

Nawet prawa bezwładności materyi i niezależności sił, stanowiące podstawę mechaniki, choć przebijały w pracach fizycznych Galileusza i Huygens'a, jednak w ściśle określonéj formie, ani przez nich, ani przez innych badaczy przed Newton'em nie były wypowiedziane. Prawa te tak się formułują:

Każde ciało albo trwa w spoczynku, albotéż porusza się bez przerwy ruchem jednostajnym po linii prostéj, dopóki na nie żadna inna siła nie podziała; jeżeli zaś podczas tego ruchu podziała na nie inna siła, to zmiana ruchu nastąpi w kierunku siły nowéj, proporcyjonalnie względem jéj natężenia.

Wyprowadzenie tego drogą doświadczenia na ziemi było bardzo trudne, gdyż każde ciało na ziemi, jakimkolwiek sposobem poruszone, podlega (oprócz tarcia i oporu środka) ciągłemu działaniu siły ciężkości, nie dozwalającéj badać samego skutku siły, która owo ciało początkowo w ruch wprawiła. Tak np. kula wystrzelona poziomo nie biegnie po linii prostéj, lecz zakreśla liniją krzywą, podlegając w każdéj chwili dwu siłom, sile nabytego już ruchu i ciągle działającéj sile ciężkości, która nie dozwala kuli po linii prostéj oddalić się od ziemi, ale ją ściąga (po linii krzywéj) ku ziemi — prędzéj lub późniéj, co zależy od natężenia pierwotnego rzutu.

Linije krzywe, zakreślane w przestrzeni przez ciała niebieskie, oczywiście, muszą być również wynikiem działania najmniéj dwu sił. Nie rozważając tu źródła pierwotnéj siły rzutu, zastanowimy się nad siłą drugą, działającą ciągle i nie dozwalającą planecie oddalić się całkowicie od

słońca. Kwestyją tę rozwiązał Newton, rozważając drogę księżyca około ziemi. Znane już wówczas prawo Keppler'a o odwrotnéj proporcyjonalności prędkości planet względem kwadratów odległości ich od słońca skłoniło go do rozwiązania rachunkiem pytania, czy siła ciężkości ziemi, któréj natężenie zmienia się w tym przypuszczalnym odwrotnym stosunku kwadratów odległości, nie jest ową siłą, utrzymującą księżyc na jego orbicie, i czy tym sposobem nie jest jednym tylko z objawów takiéj saméj siły, tkwiącéj w słońcu i kierującéj ruchami eliptycznymi planet.

Wielce ciekawym i prostym, a zarazem obfitym w następstwa, jest ów rachunek pierwotny Newton'a; dlatego przytoczymy tu go w skróceniu.

Wyobraźmy sobie na fig. 135-éj drogę księżyca około ziemi *afeg* i jéj cząstkę bardzo małą *ab*, odpowiadającą np. jednéj sekundzie czasu. Droga ta, którą dla małości za liniją prostą przyjąć można, przedstawia drogę pod wpływem dwu sił powstałą, która jest przekątną równoległoboku *bdac*. W nim bok *ad* przedstawia w tym czasie drogę pod wpływem siły nabytego w punkcie *a* ruchu, styczną do orbity (ową siłą pchnięty, księżyc biegłby bez przerwy po linii prostéj, gdyby nie działała inna siła, utrzymująca go przy ziemi, a któréj właśnie szukamy); bok *bc*, równoległy do stycznéj, odcina na promieniu wodzącym długość *ac*, przedstawiającą w tymże czasie drogę pod wpływem saméj tylko siły, działającéj w kierunku dośrodkowym *a*C. W przypuszczeniu, że siłą, utrzymującą księżyc na jego orbicie, jest siła ciężkości ziemi, któréj natężenie jest odwrotnie proporcyjonalne względem kwadratu odległości, możemy obliczyć, jak wielkie byłoby jéj natężenie w odległości księżyca, wyrażając to natężenie długością drogi, jaką ciało wolno spadające przebiega w 1 sekundzie. Na powierzchni ziemi, to jest w odległości 859,5 mili od środka, ciało, wolno spadające, przebiega w 1 sekundzie 5 metrów (ściśléj: na równiku 4,8905 metra), w odległości więc księżyca, równéj 60,3 promienia ziemi, toż samo ciało przebieży w 1 sekundzie

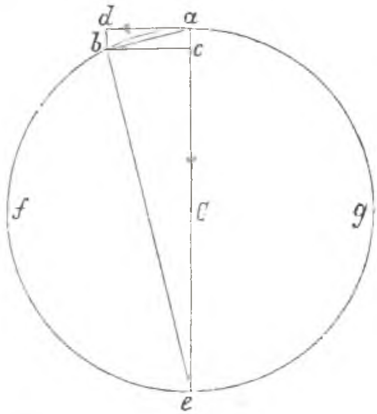


Fig. 135.

$$\frac{5}{(60,3)^2} \text{ m., t. j. } 0,00137 \text{ metra.}$$

Takie więc natężenie winna posiadać siła w kierunku aC, z jaką księżyc ciąży ku ziemi, jeżeli ona właśnie od siły ciężkości ziemi zależy.

Sprawdzenie zaś tego jest łatwe; w dwu bowiém trójkątach acb i abe mamy

$$ac : ab = ab : ae, \text{ skąd } ac = \frac{ab^2}{ae}.$$

Małą liniją prostą ab uważamy jako przedstawiającą drogę księżyca w 1 sekundzie; ae zaś jest średnicą jego drogi, równą (us. 179) średnio 120,5406 promienia ziemi, czyli 770 160 000 metrów; obwód zatym drogi księżyca, w przybliżeniu za kołową uważanéj, wyniesie 2 418 302 400 metrów. Ponieważ obieg gwiazdowy księżyca trwa 27 dni 7 godz. 43 m. 11,5 sek. (us. 108), t. j. 2 360 591,5 sekundy, przeto droga księżyca w ciągu 1 sekundy wynosi $\frac{2\,418\,302\,400}{2\,360\,591{,}5}$ m. $= 1024{,}4$ metra $= ab$, a więc

$$ac = \frac{ab^2}{ae} = \frac{(1024{,}4)^2}{ae} \text{ m.} = \frac{1\,049\,395{,}4}{770\,160\,000} \text{ m.} = 0{,}00136 \text{ metra.}$$

Widzimy z tego, że natężenie siły dośrodkowéj, utrzymującéj księżyc na jego drodze, jest takież samo, jak natężenie siły ciężkości ziemi w téj odległości. Ta więc siła utrzymuje oczywiście księżyc na jego drodze i wraz z siłą nabytego już ruchu uwarunkowywa postać téjże drogi. —

Znajomość wielkości promienia ziemi, wchodzącego do tego rachunku, jest konieczna dla dokładności rezultatu; dlategoto Newton swoją myśl gienijalną, daleko wcześniéj powziętą, sprawdził dopiéro wtedy, kiedy pomiary południka, przez Picard'a we Francyi w r. 1670 dokonane, dały mu poznać zbliżoną do prawdy wielkość promienia ziemi. — Wychodząc z téj podstawowéj myśli, Newton wyprowadził szczegółowe prawa siły powszechnego ciążenia; objaśniły one z jednéj strony prawa Keppler'a i poparły ich dokładność, z drugiéj zaś strony stworzyły mechaniczną podstawę do obliczania późniéj wszystkich ruchów ciał niebieskich.

Powszechne ciążenie jest siłą nieodłącznie związaną z samą materyją; każda cząstka materyjalna jest nią obdarzona. Tą siłą słońce przyciąga planety i przez nie wzajemnie jest przyciągane; ziemia, przyciągając do siebie księżyc i wszystkie ciała, na jéj powierzchni będące, nie pozwala się rozproszyć atmosferze otaczającéj, lub rozlać oceanom. Siła ta skupia ku sobie cząstki materyi i jest powodem kulistéj postaci ciał wtedy, kiedy niéma w bliskości innych ciał przyciągających, któreby jednakowemu ze wszystkich stron dążeniu ku sobie cząstek stanęły silnie na przeszkodzie. —

Działanie ciążenia powszechnego określone jest w zupełności dwoma następnymi prawami, przez Newton'a wyprowadzonymi:

1) *Przyciąganie ciał jest wprost proporcyjonalne względem ich mas.* Masę ciała na ziemi wyrażamy jego ciężarem, t. j. wielkością ciśnienia, jakie ciało na pewną podstawę wywiéra, gdyż na ziemi waga ciała jest względem jego masy proporcyjonalna. Jeżeli jednak wyobrazimy sobie, że pewne ciało z powierzchni ziemi przeniesione zostanie np. na księżyc, to ono masy swéj wprawdzie nie zmieni, ale inny mieć tam będzie ciężar — mniejszy, albowiém mniejsze ciśnienie wywrze na swoję podstawę z powodu słabszego przyciągania księżyca.

Ponieważ ciążenie powszechne zależne jest od masy ciała, przeto prawo to pozwala nam z działania téj siły oznaczyć masę nawet tak odległych ciał niebieskich, a stąd, przy znanéj z miar astronomicznych ich objętości, określić ich gęstość w porównaniu do gęstości ziemi.

2) *Siła przyciągania powszechnego jest odwrotnie proporcyjonalna względem kwadratu odległości.* W przykładzie powyższym o księżycu, na którym to prawo naprzód sprawdzonym zostało, widzieliśmy, że przyciąganie ziemi, wyrażające się na jéj powierzchni 5-ciu metrami drogi wolnego spadku ciał w piérwszéj sekundzie, przy odległości 60,3 promienia ziemskiego wyznacza się z proporcyi

$$(60{,}3)^2 : 1^2 = 5 \text{ m.} : x,$$

skąd $x = 0{,}00137$ m., czyli działanie siły przyciągania ziemi w odległości drogi księżyca jest 3636,09 raza mniejsze niż na powierzchni ziemi, odległéj o promień od jéj środka.

To prawo wskazuje, jak szybko zmniejsza się siła przyciągania w bardzo wielkich odległościach; do ostatnich jednak krańców świata planetarnego, a nawet znacznie poza nim, sprawdzić można, iż prawo to zachowuje się dla słońca w całéj ścisłości. Ruchy niektórych gwiazd stałych wskazują, że owo prawo i dla nich nie ulega zmianie. Czy zaś siła ciążenia gwiazd stałych ma jeszcze jaki wpływ na układ planetarny z tak wielkich odległości — tego ująć dotąd nie jesteśmy w możności.

IV. ZASTOSOWANIE PRAW POWSZECHNEGO CIĄŻENIA DO OKREŚLENIA DRÓG CIAŁ NIEBIESKICH.

148. Siła grawitacyi planet spoczywa w słońcu. Dla bliższego poznania wpływu grawitacyi na drogi planetarne, wyobraźmy sobie na fig. 136-éj słońce w punkcie C, planetę zaś w punkcie *a*, i jednocześnie przypuśćmy, że punkt *a* pod wpływem nabytego już ruchu, z jakim do tego

położenia doszedł, mógłby, wskutek bezwładności, w ciągu krótkiego czasu, np. 1 sekundy, posunąć się od a do b, podczas gdy pod wpływem saméj tylko ciągle działającéj siły w punkcie C, mógłby w tym samym czasie przesunąć się od a do c. Planeta a pójdzie po kierunku wypadkowéj ad tak, iż po owéj sekundzie znajdzie się w punkcie d, skąd znowu, na zasadzie prawa bezwładności, przeszłaby do punktu f, leżącego w kierunku linii prostéj ad tak, że $df = ad$. Lecz działanie ciągłe siły dośrodkowéj wytwarza podobnie, jak poprzednio, nową wypadkową dg, po któréj planeta w ciągu następnéj sekundy dojdzie do punktu g. W końcu trzeciéj sekundy, na téj saméj zasadzie, znajdzie się planeta w punkcie k, i t. d.

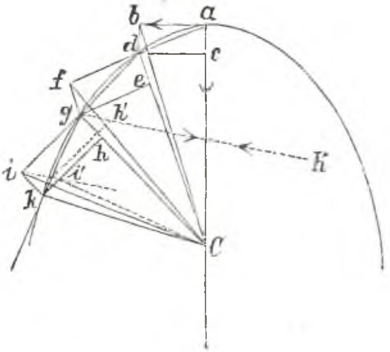


Fig. 136.

Przyjmując pośrednie coraz krótsze, lecz równe sobie, odstępy czasu między tymi położeniami $a, d, g, k, \ldots$, odpowiadającymi poprzednio kolejnym sekundom, zamiast wieloboku $adgk\ldots$ mieć będziemy liniją krzywą; linije proste Ca, Cd, Cg, $Ck, \ldots$ są promieniami wodzącymi, trójkąty zaś aCd, dCg, $gCk, \ldots$ staną się wycinkami drogi planety, zakréślonymi promieniem wodzącym w odpowiednich równych sobie odstępach czasu.

Przypatrując się zaś fig. 136-éj, widzimy, że trójkąty aCb i aCd są równoważne, bo mają spólną podstawę i jednakową wysokość; z tegoż powodu ma miejsce równoważność trójkątów aCd i dCf, gdyż $df = da$, następnie trójkątów dCf i dCg, i t. d. Jednym słowem, wszystkie trójkąty aCd, dCg, gCk i t. d. są równoważne. Ponieważ zaś one przedstawiają wycinki, zakréślone promieniem wodzącym w równych czasach, przeto mamy wyprowadzone tym elementarnym sposobem 2-gie prawo Keppler'a w przypuszczeniu, opartym na teoryi grawitacyi, iż siła dośrodkowa spoczywa w słońcu C, bez względu, jakiemu prawu ulega zmiana jéj ze zmienną odległością planety od punktu C.— W rysunku powyższym braliśmy wprawdzie $ac = de = gh$ i t. d., lecz tego nie zakładaliśmy; toż samoby nam wypadło, gdybyśmy np. przyjęli, że $ac < de$, $de < gh$ i t. d., t. j. że siła dośrodkowa ze zmienną odległością zmieniać się będzie; rezultat co do równoważności wycinków wypadnie jednakowy— byleby kierunki tych sił schodziły się w środku słońca C. I w rzeczy saméj, przypuściwszy na naszym rysunku, że w pewnéj chwili g kierunek

siły dośrodkowéj nie przez słońce C, ale przez jakikolwiek inny punkt K przechodzi, nie mielibyśmy boku *ii'* równoległego do *g*C i równoważność trójkątów, a więc i wycinków, przestałaby istnieć. Przy prawdziwości więc 2-go prawa Keppler'a widzimy konieczność mechaniczną, aby siła kierująca ruchem planet miała swe siedlisko w słońcu, a nie zewnątrz niego, i to właśnie teoryja Newton'a przyjmuje.

149. Zależność działania siły dośrodkowéj słońca od odległości. Rozważając 3-cie prawo Keppler'a, możemy rozwiązać pytanie: w jaki sposób siła, utrzymująca planety na ich drogach, zmienia się z odległością, aby owemu prawu uczynić zadość ?, i przekonać się, że tą siłą jest właśnie grawitacyja, któréj natężenie jest zależne od kwadratów odległości.

Jeżeli punkt *a* (fig. 137) obiega po kole drogę *ab* w jednéj sekundzie, to droga ta, jak wiemy, jest wypadkową dwu sił: *ad*, siły uprzednio nabytego ruchu, i *ae*, działającéj ciągle ku środkowi C; tę ostatnią oznaczmy przez *p*. Natężenie, wyrażone liniją *ac*, znajdziemy z trójkątów podobnych *acb* i *abe*, w których $ac : ab = ab : ae$, skąd

$$ac = \frac{ab^2}{ae} = p.$$

Jeżeli punkt *a* obiega całą drogę podczas *t* sekund, to, wrazie ruchu jednostajnego, łuk *ab* będzie przedstawiał $\frac{1}{t}$ część obwodu koła, t. j.

$$ab = \frac{2\pi r}{t},$$

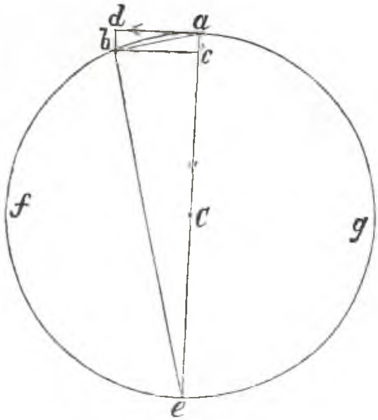


Fig. 137.

zaś $ae = 2r$. Wstawiając te wartości w wyrażeniu na *p*, mieć będziemy

$$p = \frac{4\pi^2 r^2}{2rt^2} = \frac{2\pi^2 r}{t^2}.$$

Ponieważ prędkość w końcu 1-széj sekundy ruchu, dokonowywającego się pod wpływem siły ciągle działającéj ku C z jednakowym natężeniem, wyraża się podwójną drogą, odbytą podczas owéj 1-éj sekundy, przeto, oznaczywszy ją przez *s*, mamy

$$s = \frac{4\pi^2 r}{t^2}.$$

Dla innego ciała, obiegającego po drodze o promieniu R w ciągu T se-

kund, mamy podobnież

$$S=\frac{4\pi^2 R}{T^2}, \quad \text{a więc}$$

$$\frac{s}{S}=\frac{4\pi^2 r}{t^2}\times\frac{T^2}{4\pi^2 R}=\frac{r}{t^2}\times\frac{T^2}{R}=\frac{r}{R}\cdot\frac{T^2}{t^2}.$$

Gdy zaś, według 3-go prawa Keppler'a, kwadraty czasów obiegu są proporcyjonalne względem sześcianów odległości, t. j.

$$\frac{T^2}{t^2}=\frac{R^3}{r^3},$$

przeto, wstawiając zamiast ułamka $\frac{T^2}{t^2}$ to jego wyrażenie, otrzymamy

$$\frac{s}{S}=\frac{r}{R}\cdot\frac{R^3}{r^3}=\frac{R^2}{r^2},$$

t. j. ciążenie planet ku słońcu jest odwrotnie proporcyjonalne względem kwadratów odległości, co właśnie stanowi drugie prawo grawitacyi.

Widzimy z tego, jak prawa Keppler'a ściśle są związane z prawami Newton'a.

150. Postać dróg planetarnych i uogólnienie 1-go prawa Keppler'a. Elipsa, jako droga planet, ze spostrzeżeń wyprowadzona, jest tylko jedną z postaci dróg ciał niebieskich. Wychodząc bowiém z praw powszechnego ciążenia, można zapomocą wywodów matematycznych okazać, że wszelka droga ciała, obiegającego około drugiego pod wpływem siły ciągle działającéj i zmieniającéj swe natężenie odwrotnie proporcyjonalnie względem kwadratów odległości przedstawia się w postaci linii krzywéj, otrzymywanéj wskutek przecięcia płaszczyzną powierzchni stożka kołowego prostego, czyli jest tak zwanym «przecięciem stożkowym» (sectio conica).

Ponieważ od położenia płaszczyzny, przecinającéj stożek, zależy postać przecięcia, przeto teoretycznie także i drogi ciał niebieskich mogą być różne. Będzie zaś to zależało, jak zobaczymy, od stosunku dwu sił działających, t. j. siły nabytego ruchu i siły ciążenia.

Wyobraźmy sobie stożek (fig. 138), utworzony przez obrót tworzącéj AE około osi OP, i płaszczyznę przecinającą, przechodzącą przez punkt Z, a w różnych położeniach prostopadłą do płaszczyzny rysunku ECD, mimo różnego nachylenia do osi CP. Przecięcia jéj mogą być następujące:

1) jeżeli płaszczyzna, przechodząca przez tworzącą EC, jest styczna do ostrokręgu, przecięciem stożkowym będzie linija prosta Z1;

wmiarę zaś zmieniania się nachylenia płaszczyzny przecinającéj do osi powstaną:

2) elipsa Z2,

3) koło Z3,

4) znowu elipsa Z4.

5) parabola Z5, gdy płaszczyzna przecinająca będzie równoległa do jednéj tworzącéj CD,

6) nakoniec, gdy płaszczyzna przecinająca staje się równoległą naraz do dwu tworzących, hiperbola Z6, dwuramienna, gdyż sięgnie i do górnéj powłoki ACB stożka, wytwarzając na niéj drugą gałąź Z′6′ hiperboli.

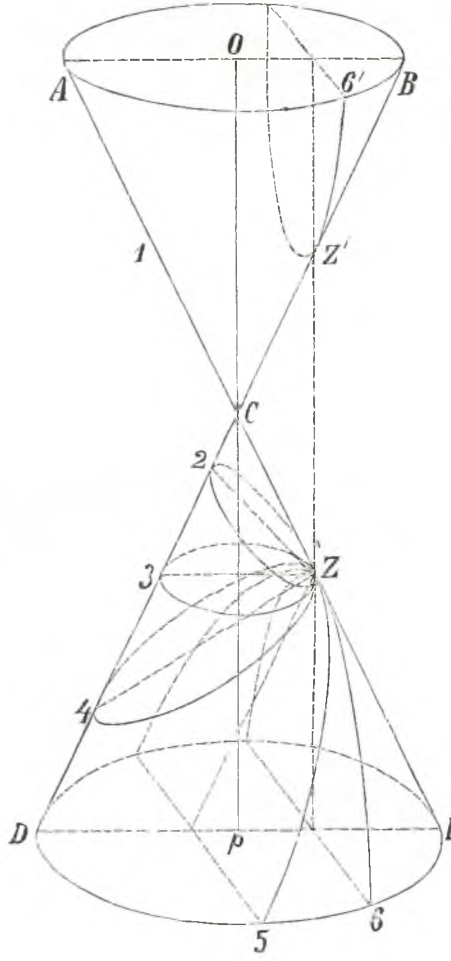


Fig. 138

Stosując to do ruchu ciał niebieskich, wyobraźmy sobie, że siła nabytego ruchu, działająca w punkcie Z (fig. 139) w kierunku stycznéj do krzywéj, jest równa zeru i że tylko druga ciągle działająca siła słońca C ma wpływ na ruch tego punktu ciężkiego Z; wtedy droga jego będzie liniją prostą ZC, po któréj ruchem jednostajnie przyśpieszonym ciało Z spadnie na słońce.

Gdy siła nabytego ruchu będzie bardzo mała w stosunku do siły ciążenia, droga będzie wydłużoną elipsą Z2. Wmiarę tego, jak pod uwagę brać będziemy coraz większą siłę nabytego ruchu, droga ciała Z stopniowo dochodzi do postaci koła Z3, a następnie do postaci elipsy Z4. Dla elips takich, jak Z2, punkt Z będzie aphelium, a dla elips takich, jak Z4, będzie on perihelium.

Wmiarę wzrostu siły nabytego ruchu, elipsa coraz więcéj będzie wydłużona, i nakoniec stanie się parabolą Z5. Ciało, po takiéj drodze bieżące, do słońca nie wróci, bo parabola jest krzywą niezamkniętą.

Powstawanie skolei hiperboli Z6 i innych jest podobnież teoretycznie usprawiedliwione dalszą zmianą stosunku owych dwu sił.

Fig. 139-ta przedstawia na jednéj płaszczyźnie postaci różnych dróg: słońce jest stale w punkcie C, ciało bieżące znajduje się chwilowo w punkcie Z, drogi zaś tego ciała 1, 2, 3, 4, 5, 6 są zależne od siły uprzednio już nabytego w owym punkcie Z ruchu. —

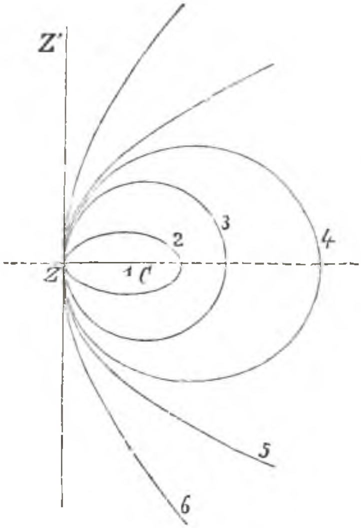


Fig. 139.

W naturze postać eliptyczną znajdujemy najczęściéj: drogi planet są wszystkie eliptyczne z nieznacznymi stosunkowo mimośrodami. Więcéj wydłużone elipsy posiadają komety; parabole są również niektórym kometom właściwe. Co do hiperból zaś, są dość uzasadnione mniemania, że one stanowią postać dróg niektórych meteorów.

Kołowéj drogi w ciałach niebieskich nie znamy *); okoliczność ta bardzo łatwo objaśnia się powyższymi prawami grawitacyi. Koło, jako przecięcie stożkowe, otrzymujemy tylko wtedy, kiedy płaszczyzna przecinająca jest prostopadła do osi; powstaje zaś ono, jakeśmy tylkoco widzieli (fig. 139, Z3), przy pewnym osobliwym stosunku dwu sił działających. Najmniejsze zboczenie płaszczyzny przecinającéj od kierunku prostopadłego do osi wytwarza już w stożku elipsę; podobnie najmniejsza zmiana prędkości ruchu planety, bieżącéj po kole, wskutek działania sąsiednich innych ciał grawitujących, zamieni koło na elipsę o bardzo małym mimośrodzie. Tak np. widzieliśmy, że mimośród drogi Wenery wynosi zaledwie 0,0068—droga jéj mogła była być kołem, ale dość było sąsiedztwa grawitującéj ziemi i Merkurego, nie mówiąc o planetach dalszych, aby warunki tak subtelnéj równowagi dwu sił działających zmienić bardzo lekko i wytworzyć elipsę, nieznacznie bardzo różniącą się od koła.

Zapomocą odpowiedniego rachunku można obliczyć prędkość planety w punkcie przysłonecznym, przy któréj droga miałaby postać koła. Dla ziemi prędkość ta musiałaby być równą 4,15 mili gieogr. na jednę

*) Drogi jednak niektórych księżyców planet, z powodu wielkich ich od ziemi odległości, nie dadzą się od kołowych odróżnić.

sekundę; gdy zaś rzeczywista jest 4,19 mili, to ta niewielka różnica wystarcza, aby droga ziemi była elipsą o mimośrodzie 0,0167. Gdyby jakaś zewnętrzna siła zwiększyła dzisiejszą prędkość ziemi, wynoszącą w perihelium 4,19 mili aż do 5,87 mili na jednę sek., to droga ziemi stałaby się paraboliczną, po któréj ziemia oddalałaby się nazawsze od słońca.

V. ZASTOSOWANIE PRAW POWSZECHNEGO CIĄŻENIA DO WYZNACZENIA MAS I GĘSTOŚCI CIAŁ NIEBIESKICH.

151. Najłatwiéj dostępną miarę siły grawitacyi przedstawia nam droga, odbywana przez ciało, wolno spadające w ciągu 1-széj sekundy na powierzchni ziemi, odległéj od jéj środka na równiku o 859,43 mili g. (us. 50); droga ta na równiku wynosi 4,8905 metra. Jeżeli obliczymy podobny skutek przyciągania innego ciała niebieskiego i sprowadzimy obie te dane do jednakowéj odległości zapomocą znanéj zależności od kwadratów odległości, to otrzymamy stosunek przyciągania obu ciał, co przedstawi stosunek ich mas.

152. Obliczenie masy słońca w stosunku do masy ziemi, przyjętéj za jednostkę. Jako ciało wolno spadające na słońce C (fig. 140) przyjmiemy kulę ziemską w a, przyczym drogę jéj uważać możemy jako koło o promieniu Ca, równym średniéj odległości ziemi od słońca. Podobnie, jak w us. 147-ym i 149-ym, obliczymy tylko siłę ac, którą ziemia ku słońcu jest z téj odległości przyciągana. Widzieliśmy już, że z trójkątów abc i abe mamy

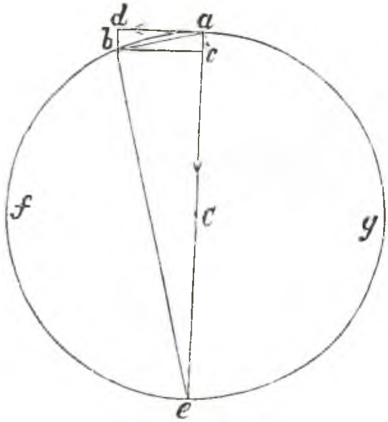


Fig. 140.

$$ac = \frac{ab^2}{ae}.$$

Ponieważ średnia odległość ziemi od słońca wynosi $r = 23\,189{,}8$ promieni ziemskich (us. 93) po 6 377 377 metrów (us. 50), obwód więc drogi ziemskiéj wynosi

$$2\pi \times 23\,189{,}8 \times 6\,377\,377 \text{ metrów};$$

a gdy cały obieg gwiazdowy trwa 365,25636 dnia (str. 103), przeto cząstka téj drogi ziemi, odpowiająca 1-széj sekundzie jest

$$ab = \frac{2\pi \times 23\,189{,}8 \times 6\,377\,377}{365{,}25636 \times 86\,400} \text{ metra}.$$

Wstawiając tę wartość we wzór na ac a za ae biorąc podwójną odległość ziemi od słońca, mieć będziemy

$$ac = \frac{4\pi^2 [23\,189{,}8 \times 6\,377\,377]^2}{[365{,}25636 \times 86\,400]^2 . [2 \times 23\,189{,}8 \times 6\,377\,377]} \text{ m.} = 0{,}00293 \text{ metra,}$$

jako drogę w 1-széj sekundzie ciała, spadającego na słońce z odległości ziemi. Droga w końcu 1-széj sekundy ciała, spadającego na powierzchni ziemi, wynosi 4,8905 metra; w odległości słońca ona wyniesie

$$\frac{4{,}8905}{(23\,189{,}8)^2} = 0{,}000000009094 \text{ metra.}$$

Mając skutki przyciągania dwu ciał, słońca i ziemi, w równych odległościach, możemy wyznaczyć stosunek ich mas. Przyjąwszy masę ziemi za jedność, znajdziemy, że masa słońca jest *)

$$\frac{0{,}00293}{0{,}000000009094} = 322\,190 \text{ razy większa od masy ziemi,}$$

lub w okrąglejszéj liczbie 322 000 razy.

153. Gęstość słońca. Nazwawszy gęstość ciała g, objętość O, masę M tego ciała wyrazimy:

$$M = O \,.\, g,$$

skąd $g = \frac{M}{O}$. Przyjmując średnią gęstość ziemi za jednostkę i wiedząc z poprzedniego, że masa słońca jest 322 000 razy większa od masy ziemi, oraz, że objętość słońca jest prawie 1 280 000 razy większa od objętości ziemy, znajdziemy (jakeśmy to już wzmiankowali w us. 94-ym), iż średnia gęstość słońca

$$g \odot = \frac{322\,000}{1\,280\,000} = 0{,}25 \text{ gęstości ziemi.}$$

Podobnymi sposobami dały się oznaczyć masy i gęstości prawie wszystkich dostępnych podobnemu **) badaniu ciał niebieskich. Małe różnice, jakie w wynikach takich oznaczeń napotykamy, wskazują tylko, że odpowiednie dane, jak np. promień ziemi lub słońca, odległości ciał, ich paralaksy, jako jeszcze z niedość należytą ścisłością oznaczone, są wprowadzone do rachunku w nieco różnych wartościach, co przy tak wielkich odległościach i stosunkowéj małości ziemi musi się przejawić w owych różnicach rezultatów takich rachunków.

Według tych samych zasad dały się obrachować niektóre inne szczegóły, zależące od siły ciążenia dla wielu planet, jak np. długość

---

*) Ściślejsze obrachowania doprowadzają do liczby 322 800.

**) Masy księżyca w ten sposób wyznaczyć nie można (por. str. 212).

wahadła sekundowego, prędkość spadku ciał, wreszcie zmiana ciężaru, jakiejby uległy ciała ziemskie, gdyby na inne planety przeniesione być mogły.

VI. OBJAŚNIENIE PRECESYI ZAPOMOCĄ PRAWA POWSZECHNEGO CIĄŻENIA.

154. Precesyja i nutacyja. Opisując zjawisko precesyi (us. 87), widzieliśmy, że oś ziemska odbywa bardzo powolny ruch około linii prostopadłéj do ekliptyki, w ten sposób, że biegun niebieski, jako punkt przecięcia osi ziemskiéj z pozorną kulą nieba, zakréśla w ciągu 26000 lat koło, którego środkiem jest biegun ekliptyki. Zjawisko to, od najdawniejszych czasów znane, dopiéro prawami grawitacyi zostało objaśnione.

Gdyby ziemia była kulą, wszystkie jéj punkty podlegałyby jednakowemu przez słońce przyciąganiu podczas całego jéj rocznego obiegu. Wiemy jednak (us. 49), że ziemia ma postać w każdym razie bliską elipsojdy obrotowéj (sferojdy), któréj największe średnice przypadają na równiku, gdzie nagromadzona jest większa ilość materyjalnych cząstek, tworząca jakby pierścień, otaczający gieometryczną kulę. Pierścień ten możemy sobie wyobrazić w postaci zgrubienia, widocznego na fig. 141-éj

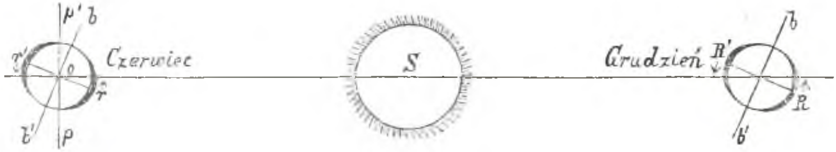


Fig. 141.

w przecięciu. Płaszczyzna, przedstawiająca kierunek tego pierścienia rr', t. j. płaszczyzna równika, w ciągu obiegu rocznego ziemi dwa razy tylko przechodzi przez środek słońca: na wiosnę i na jesieni w punktach porównania; przez resztę zaś roku jest nachylona do linii oS, a największe nachylenie przypada podczas przesileń. Wskutek tego, punkty r i r' oraz R i R′ ulegają niejednakowemu przyciąganiu; jest ono większe dla punktów bliższych r i R′, mniejsze dla odleglejszych r' i R. Pod wpływem więc ciążenia punkty r i R′ dążą do zbliżenia się ku ekliptyce, a tym sposobem do zbliżenia osi bb' ku prostopadłéj pp'. Zbliżenie to nastąpiłoby już dawno, gdyby ruch obrotowy ziemi nie stał temu na przeszkodzie. Siła odśrodkowa ziemi, w połączeniu z wymienionym działaniem słońca, wytwarza wypadkową, któréj skutkiem jest ruch obrotowy osi bb' około osi pp', sprawiający precesyją. W chwilach porównania działanie to słońca jest żadne, gdyż zgrubienie równikowe jest na jednéj płaszczyźnie

ze środkiem słońca; dlategoteż precesyja nie jest tak jednostajna, jak ją opisywaliśmy w us. 87-ym.

Do tej niejednostajności przyczynia się w wysokim stopniu księżyc, którego masa, choć znacznie mniejsza, ale z bliższej działająca odległości, powiększa lub zmniejsza działanie przyciągania słonecznego stosownie do położenia księżyca. To jego działanie może w odpowiednim położeniu być trzy razy prawie silniejsze od działania słońca; czyni więc precesyją zjawiskiem bardzo złożonym, a to z tego powodu, że węzły drogi księżyca, cofając się, obiegają całe niebo w ciągu 18 lat i 7 miesięcy (us. 105), zmieniając przez to ciągle oddalenie księżyca od równika i wpływając na odpowiednią zmianę działania jego przyciągania. To właśnie zmienne przyciąganie, wywierane przez księżyc na zgrubienie równikowe ziemi, sprawia, że biegun osi ziemskiej z kierunku koła, precesyją wytwarzanego, zbacza w ciągu tegoż prawie 19-letniego peryjodu, tworząc liniją wężykowatą, powyżej (us. 88) opisaną, co stanowi zjawisko nutacyi *).

To szczególne prawo ruchu osi ziemskiej można łatwym sposobem uwydatnić na zabawce, zwanej «bąkiem», jeżeli wprawimy go w ruch obrotowy tak, iżby bąk stawał ukośnie do poziomu (fig. 142). Bąk powinienby upaść, nie będąc podparty w środku ciężkości; ruch jednak obrotowy temu przeszkadza (tak jak nie daje równikowi ziemskiemu zbliżyć się do ekliptyki), ale za to wytwarza drugi ruch obrotowy jego osi, która zakreśla stożek, na naszej figurze oznaczony.

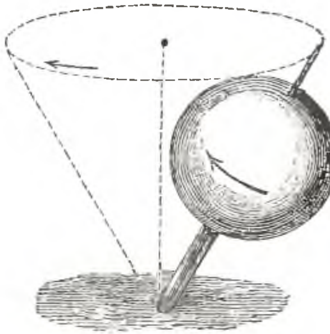


Fig. 142.

Daleko łatwiej sprawdzić to prawo na przyrządzie mechanicznym Fessel'a, przedstawionym na fig. 143-ej. Tarcza metaliczna, wyobrażająca zgrubienie równikowe, osadzona jest na osi, odpowiadającej osi ziemskiej w pierścieniu R. W przedłużeniu osi tarczy pręt S oparty na panewce *g* dzwiga przesuwalny ciężar G, panewka zaś *g* umocowana jest na pręcie pionowym J, mogącym się obracać luźno w podstawie F. Nachylamy pręt S tak, aby kierunek jego naśladował nachylenie osi ziemi do ekliptyki i ciężar G otyle przesuwamy do równowagi, aby przyrząd nie przechylał się w żadnę stronę. Puściwszy wtedy tarczę w ruch zapomocą nawiniętego

*) Oznaczenie wpływu księżyca na precesyją i nutacyją, albotéż na przypływy morza, przedstawia pośrednie drogi do wyznaczenia masy księżyca. Masa księżyca $= \frac{1}{81,44}$ masy ziemi, a stąd gęstość księżyca = 0,604 gęstości ziemi.

na oś sznurka, nie spostrzegamy w przyrządzie żadnego innego ruchu, prócz wirowania tarczy na jéj osi. Jeżeli jednak podczas tego ruchu tarczy opuścimy



Fig. 143.

ciężar G niżéj, aby działał na zbliżenie osi S do pionowego kierunku J, tak jak słońce zbliża oś ziemską do kierunku prostopadłego do ekliptyki, wtedy zauważymy, że, zamiast spodziewanego nachylenia, pręt S wraz z tarczą zacznie się obracać wolno około osi pionowéj J, zakreślając stożek. Dopiéro gdy ruch tarczy ustanie, ciężar G opuści się z prętem S ku dołowi, zmieniwszy nachylenie osi.

VII. PRZYPŁYW I ODPŁYW MORZA JAKO WYNIK SIŁY POWSZECHNEGO CIĄŻENIA.

155. Opis zjawiska. Zjawisko przypływu i odpływu morza znane było żeglarzom od bardzo dawnych czasów, jakrównież niewytłomaczony jego związek z pewnymi położeniami księżyca. Odkrycie przez Newton'a siły ciążenia objaśniło ten związek, a prace Bernoulli'ego, Euler'a, a szczególniéj Laplace'a ujęły to zjawisko w teoryją ściśle matematyczną.

Poziom wielkich mórz nie jest tak stały, jak poziom jezior i wogóle mniejszych zbiorowisk wody; zmienia się on cztéry razy w ciągu doby.

Przez ciąg około 6 godzin woda wznosi się stopniowo, zaléwa płaskie wybrzeża, dochodzi do najwyższego stanu, i w ciągu około 6 godzin opada, opuszczając brzegi podczas przypływu zalane; podczas następnych 12 godzin też same dwa odmienne zjawiska znowu się powtarzają, tak iż w ciągu doby są dwa przypływy i dwa odpływy. Przeciąg czasu jednak, w którym to podwójne wahanie ma miejsce, jest właściwie większy od doby, bo wynosi 24 godziny 50 minut i 28 sekund, t. j. tyle, ile upływa czasu między dwoma górowaniami księżyca. Z tego powodu czas przypływu i odpływu w pewnym porcie z dnia na dzień się zmienia i codzień w coraz różnych przypada porach, zachowując jednak tę ścisłą peryjodyczność, że najwyższy stan wody przypada zawsze w pewnym oznaczonym czasie po górowaniu i po dołowaniu księżyca.

Ten przeciąg czasu, o który największy przepływ ma miejsce później po przejściu księżyca przez południk, jest stały dla każdego portu i zowie się czasem portowym (établissement du port, Hafenzeit). I tak w Kadyksie najwyższy przypływ przypada po górowaniu i po dołowaniu księżyca o 1 godzinę i 15 minut późniéj, w Breście o 3 g. 45 m., w Hamburgu o 5 g. 0 m., w Plymucie o 6 g. 5 m., w Cherbourgu o 7 g. 45 m., w Calais o 11 g. 45 m. późniéj.

Wysokość, do jakiéj woda morska się wznosi, podlega dwu rodzajom zmian. Jedne z nich są przypadkowe, jak: wiatry wiejące od morza, lub od lądu, warunki miejscowe lądów; inne peryjodyczne, dające się ściśle obrachować i zależne wyraźnie od faz księżyca, tak iż podczas nowiu i pełni przypływy są większe, podczas zaś kwadratur piérwszéj i ostatniéj są stosunkowo mniejsze. Rozmaita bywa wysokość przypływu; tak np. na wyspie Ś-téj Heleny woda wznosi się zaledwie do 3 stóp, kiedy na brzegach Francyi i Anglii średnia wysokość przypływów podczas nowiu lub pełni wynosi dla Brestu 20, Londynu 18, a dla St. Malo 36 stóp. Największa wysokość przypływu na całéj kuli ziemskiéj przypada w północnéj Ameryce w zatoce Fundy i dochodzi tam często do 60, a nawet do 70 stóp.

156. Objaśnienie mechaniczne przypływu. W celu objaśnienia zjawiska przypływu morza, wyobraźmy sobie na fig. 144-éj ziemię *abcd* i księżyc w punkcie K. Oba ciała wzajemnie na siebie działają. Przyciąganie przez księżyc wywiérane na cząstki oceanu jest zmienne, stosownie do odległości; w punkcie *a*, zwróconym ku księżycowi K, jest najsilniejsze, bo punkt ten jest najbliższy; w punkcie S jest słabsze, a nakoniec w punkcie *c*, o dwa promienie ziemi odleglejszym aniżeli *a*, jest jeszcze mniejsze, jako odwrotnie proporcyjonalne względem kwadratu odległości. Ponieważ wody oceanu układają się do okrągłości z powodu przyciągania ziemi, jednostajnego na całym obwodzie, przeto w punkcie *a*

przyciąganie ziemi będzie osłabione przyciąganiem księżyca, które wzniesie wody oceanu wyżéj nad stan średni. Punkt *c*, przeciwległy punktowi

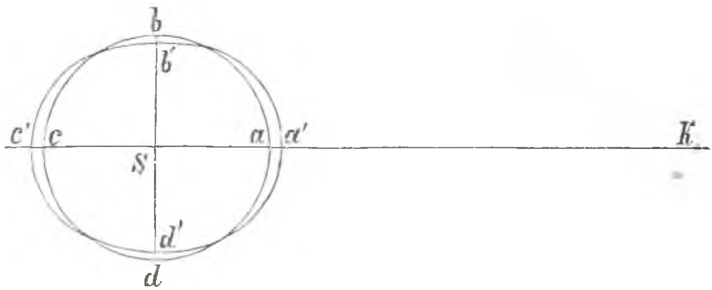


Fig. 144.

a, jest słabiéj przyciągany przez księżyc, aniżeli S; siła więc przyciągania ziemi w tym miejscu *c* jest słabsza o siłę księżyca i cząstek w punkcie *c* nie jest w stanie utrzymać w równowadze; cząstki te przeto dążą do odsunięcia się od środka ziemi, stanowiąc przypływ na przeciwnéj połowie południka, wyrównywający zupełnie przypływowi *aa'*. W punktach *b* i *d*, w których niéma różnicy w przyciąganiu księżyca, woda opada do równowagi.

Wogóle można powiedziéć, że, dla pewnego miejsca przypływ przypada wtedy, kiedy księżyc przechodzi przez płaszczyznę południkową; odpływ zaś zachodzi jednocześnie w miejscowościach odległych o 90°; odpływ więc przypada blisko wschodu lub zachodu księżyca.

W rzeczywistości jednak ściśle tak nie jest; dla podniesienia masy płynnéj w górę potrzeba pewnego czasu na wyprowadzenie jéj ze stanu bezwładności; ulega bowiém ona tarciu zarówno własnych cząstek, jak i tarciu o otaczające brzegi, a wskutek tego chwila największego przypływu spóźnia się zwykle o pewien czas po przejściu księżyca przez południk. Wmiarę przechodzenia księżyca na północną lub południową półkulę nieba, wysokości przypływów na odpowiednich półkulach ziemi zwiększają się lub zmniejszają, a z tego powodu strefa ziemi okołorównikowa jest wogóle siedliskiem najwyższych przypływów. Małe zaś morza wewnętrzne i bliżéj biegunów położone przypływów prawie wcale nie mają, albo raczéj mają je bardzo nieznaczne, jak np. morza Śródziemne i Norweskie. Na morzu Czarnym i Kaspijskim niéma ich wcale.

Ponieważ ruch obrotowy ziemi dokonywa się od zachodu na wschód, przeto fala przypływu w miejscach na wschód położonych tworzy się wcześniéj, na zachodzie zaś późniéj, t. j. pozornie postępuje od wschodu

na zachód, obiegając cały obwód ziemi w ciągu 24 godz. 50 min. 28 sek. w kierunku odwrotnym jéj ruchowi obrotowemu. Taki jednak regularny ruch fali przypływu nie istnieje w naturze i zaledwie w przybliżeniu na oceanach półkuli południowéj zauważyć go można. Na półkuli bowiém północnéj nagromadzone lody przedstawiają znaczny opór, sprowadzający tarcie i przez to zmieniają znacznie i kierunki i jednostajność biegu pozornego fali. Rozpatrzenie ważniejszych z tych objawów lokalnych należy do «*Gieografii fizycznéj*». Zauważymy zaś tu tylko, że z owych zboczeń przypływu, tak co do rozmiarów jak i co do czasu, od schematycznéj (fig. 144) jego prostoty, wnieść należy, iż zjawisko to w szczegółach jest bardzo złożone i wymaga ścisłego rachunku do obliczenia go naprzód, a obliczenie to dla handlu morskiego jest wielkiego praktycznego znaczenia, bo nie jeden ważny port jest dostępny dla wylądowania tylko podczas przypływu, który na pewien czas zgóry winien być wyrachowany.

Obrachowanie czasu i rozmiarów przypływu opiéra się nietylko na danych praktycznych portu, ale i na danych astronomicznych ścisłych. Oprócz bowiém działania przyciągania księżyca, wpływ swój jeszcze wywiéra przyciąganie słońca, oraz kombinacyja różnych położeń tych dwu ciał niebieskich względem ziemi.

Dla prostszego objaśnienia całości pominęliśmy dotychczas wpływ słońca; łatwo jednak sobie wyobrazić, że siła jego przyciągania przy wielkiéj masie, mimo wielkiéj odległości popiéra lub osłabia wpływ księżyca. Różność jednak czasów między górowaniami obu ciał wytwarza tu nową komplikacyją. Okres księżyca, jak widzieliśmy, wynosi 24 g. 50 m. 28 s., okres zaś działania słonecznego 24 godziny; jeśli więc w nowiu oba ciała znajdują się na południku, wysokość przypływu, wskutek jednokierunkowego działania obu przyciągań, będzie większa; lecz słońce, codzień przechodząc o 50 m. 28 s. wcześniéj od księżyca, już po 7 dniach będzie od niego oddalone o około 90°, sprawiając przypływ tam, gdzie działanie księżyca odpływ sprowadza, i nawzajem. Wypadkowa więc tych dwu wpływów sprawi mniejszy księżycowy przypływ, co potwierdza doświadczenie, gdyż minimum przypływu wypada właśnie wtedy, kiedy księżyc jest w kwadraturach, t. j. o 6 godzin odległy od słońca.

157. Porównanie siły słońca i księżyca. Powyżéj widzieliśmy, że czas i wysokość przypływu są w ścisłym związku z fazami księżyca. Stąd więc wnosić należy, że działanie księżyca na przypływ jest większe od działania słońca — pomimo tego, że siła słońca, przyciągająca ziemię, jest 173 razy większa od odpowiedniéj siły księżyca.

Ta pozorna sprzeczność stąd pochodzi, że siła, sprawiająca przypływ, jest właściwie różnicą przyciągania, wywartego na środek ziemi S (fig. 144), i punkt jéj powierzchni *a*, przeciwdziałającą sile ciężkości ziemi,

w jéj środku skoncentrowanéj. Wskutek bowiém tego, cząstki wody oddalają się od jéj środka więcéj, niż w punktach b, d, gdzie taka różnica nie istnieje. Przy wielkiéj odległości słońca, wynoszącéj 23189 promieni ziemskich, różnica jego przyciągania w punktach a i S, odległych o jeden promień, jest bardzo nieznaczna, podczas gdy różnica siły księżyca, o 60 promieni odległego, objaśnia się wpływem $\frac{1}{60}$ téjże odległości.

Prosty rachunek bliżéj nam to objaśni. Oznaczywszy przez s siłę przyciągania jednostki masy księżyca z jednostki odległości, przez m masę księżyca, przez o jego odległość, wyrażoną w promieniu ziemi r, jako jednostce odległości, działanie księżyca na środek ziemi, według praw Newton'a, wyrazimy tak:

$$\frac{sm}{o^2};$$

działanie zaś téjże masy na punkt a, odległy od księżyca o $o - r$, będzie

$$\frac{sm}{(o-r)^2}.$$

Różnica tych dwu działań, sprawiająca podnoszenie wód oceanu, którą nazwiemy d, jest

$$d = \frac{sm}{(o-r)^2} - \frac{sm}{o^2} = \frac{sm[o^2 - (o-r)^2]}{o^2(o-r)^2} = \frac{sm[2or - r^2]}{o^2(o-r)^2}.$$

Ponieważ r^2 jest bardzo małe w stosunku do odległości $2or$, gdyż $r = \frac{1}{60} \cdot o$, przeto, opuszczając wyrazy, w które wchodzi r^2, i nadto w mianowniku wyraz $-2o^3r$, mieć będziemy przybliżone wyrażenie siły, podnoszącéj cząstki wody:

$$d = \frac{2smor}{o^4} = \frac{2smr}{o^3}.$$

Dla punktu przeciwległego c taksamo znajdziemy

$$d' = \frac{sm}{o^2} - \frac{sm}{(o+r)^2},$$

lub przybliżenie

$$d' = \frac{2smr}{o^3}.$$

Siły więc, podnoszące wody na obu stronach południka, wytworzone przez księżyc, są (prawie) równe.

Jeżeli następnie nazwiemy masę słońca M, odległość jego O, to podobnie otrzymamy wyrażenie siły D przypływu pod działaniem słońca:

$$D = \frac{2sMr}{O^3}.$$

Ponieważ odległość słońca jest (us. 114) prawie 400 (ściśléj: prawie 386) razy większa od odległości księżyca, masa słońca M jest 322 000 razy większa od masy ziemi (us. 152), masa zaś księżyca wynosi $\frac{1}{81}$ masy ziemi (us. 179), przeto wstawiwszy te wartości we wzór ostatni, otrzymamy:

$$D = \frac{2s.322000.81.mr}{(400.o)^3} = \frac{322000.81}{(400)^3}.\frac{2smr}{o^3} = 0{,}41\,d.$$

Wysokość więc przypływu pod działaniem słońca, D, jest mniéj niż połową wysokości przypływu d, przez księżyc sprawianego. Z tego możemy wyprowadzić stosunkową wysokość przypływu podczas nowiu lub pełni, gdyż wtedy będzie ona

$$d + 0{,}41\,d = 1{,}41\,d,$$

jakotéż wyprowadzić podobną wysokość podczas kwadratur, kiedy przypływ jest różnicą wyników tych dwu działań; księżyc bowiém sprawia wówczas przypływ, a słońce, o 90° odległe, odpływ, tak iż wysokość przypływu wyrazi się

$$d - 0{,}41\,d = 0{,}59\,d.$$

Z porównania nakoniec tych dwu wypadków widzimy, że podczas syzygijów (nów lub pełnia) przypływ morza jest półtrzecia raza większy, aniżeli podczas kwadratur, co spostrzeżenia, w portach czynione, wogóle potwierdzają — przy pewnych jednak zboczeniach. Oczywiście bowiém odległości zmienne księżyca i słońca, oraz różne zboczenia obu ciał od równika pewien wpływ na zmianę wysokości przypływu wywiérają.

158. Skutki przypływu morza dla ziemi i księżyca. Widzieliśmy, że wskutek obrotu ziemi fala przypływu, podnoszona przez księżyc kolejno od wschodu na zachód, wydaje się tak, jakby przechodziła po obwodzie ziemi w kierunku przeciwnym jéj ruchowi obrotowemu. Ulega ona przytym ciągłemu tarciu o brzegi lądów, co powoduje w części spóźnianie się fali po górowaniu księżyca. Tarcie to, jako zużytkowywujące siłę, pochodzącą zzewnątrz, nie może pozostać bez następstw: część jego zamienia się na ciepło na zasadzie ogólnéj przemiany energii, część zaś zużywa się na przeciwdziałanie ruchowi obrotowemu ziemi, jakby hamulec założony na pasie równikowym. Wskutek tego ciągłego tarcia, ruch ziemi obrotowy słabnie, musi się stawać wolniejszym. Na takie znaczenie przypływu morza piérwszy Delaunay zwrócił uwagę. Wprawdzie, przy słabéj stosunkowo sile tarcia w porównaniu do ogromnéj siły obrotu ziemi, działanie to przypływów jest tak powolne, że zwolnienie ruchu obrotowego ziemi i przedłużenie dnia ziemskiego niełatwo

da się wykazać. Ale działanie najmniejszéj choćby siły, w ciągu wieków gromadzone, z czasem przybiera rozmiary, ocenić się dające. Wartość liczebna tego przedłużenia dnia ziemskiego pośrednią drogą zaledwie przybliżenie została obrachowana. Jeszcze Halley zauważył przez porównanie dawnych zaćmień, że obieg księżyca przyśpiesza się i przyśpieszenie to wynosi 12 sek. na 100 lat. Tymczasem rachunek, przez Adams'a wykonany, wykazał, że to przyśpieszenie, będące skutkiem działania słońca na księżyc przy zmieniającym się mimośrodzie drogi ziemskiéj, powinno tylko 6 sekund na cały wiek wynosić. Gdy rachunkowi temu, sprawdzonemu przez innych, nic nie można było zarzucić, wniesiono, że owa różnica może tylko pochodzić od zwolnienia ruchu obrotowego ziemi, tak iż tylko wydaje się, że księżyc swój ruch przyśpiesza — w rzeczywistości zaś obrót ziemi zwolniony daje inną miarę czasu. Tym sposobem obliczone zwolnienie, aby było zgodne z powyższym prawdziwym przyśpieszeniem księżyca, powinno wynosić około 10 s. na 100 lat.

Skutki przypływu na tym się nie ograniczają. Fala spóźniająca się zostaje zawsze nieco na wschodzie od linii, łączącéj środki ziemi i księżyca; miarę tego odsunięcia wskazuje przybliżenie czas portowy. Wskutek tego powstaje niejednostajne działanie przyciągające podniesionych fal na księżyc, jak to na fig. 145-éj w rozmiarach zwiększonych jest uwydatnione. Fala *f*, na wschód

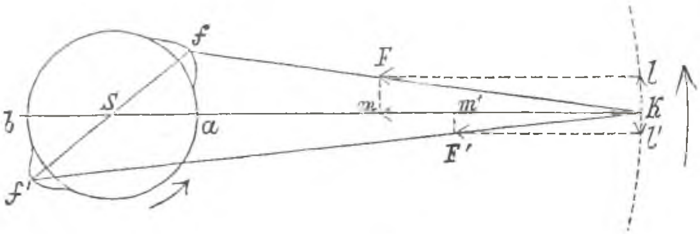


Fig. 145.

od linii SK leżąca, przyciąga księżyc silniéj, jako bliższa, aniżeli fala *f'*. Oznaczywszy linijowe ich wartości wraz z kierunkiem działania, przez KF i KF', widzimy, że one, jako ukośnie względem linii SK leżące, nietylko na samo zbliżenie księżyca ku ziemi wpływają. Zważmy, że siła KF jest wypadkową sił: K*m*, dążącéj do środka ziemi, i K*l*, popychającéj księżyc w kierunku jego drogi. Słabsza siła KF' rozkłada się na K*m'*, działającą ku ziemi, i K*l'*, mającą kierunek przeciwny biegowi księżyca. Przewaga po stronie siły większéj z dwu sił K*l* i K*l'*, t. j. po stronie siły K*l*, sprawiać musi zmniejszenie krzywizny drogi księżyca, t. j. przedłużenie czasu jego obiegu i oddalenia go od ziemi. Siły zaś K*m* i K*m'* sprawiają zbliżenie księżyca ku ziemi. Od liczebnego ocenienia skutków tych drobnych, ale przez całe wieki bez przerwy działających sił, zależy przewidzenie następstw. G. Darwin zapomocą odpowiedniego ra-

chunku dowodzi, że zwolnienie ruchu obrotowego ziemi prędzéj musi następować, aniżeli przedłużanie się miesiąca księżycowego, a tym sposobem czasy obiegu księżyca i obrotu ziemi dążą do wyrównania się. Po milijonach lat, których na to potrzeba, jeżeli nowa siła zzewnątrz nie wstrząśnie téj powolnéj zmiany, dzień ziemski powinien być dłuższy i równy obiegowi księżyca, na co, według rachunku, potrzebaby powiększenia 70 razy obecnéj długości dnia. Są to widocznie konsekwencyje teoretyczne rachunku, opartego na danych wielce przybliżonych i prowadzonego w przypuszczeniu, że przez ciąg milijonów lat działanie tych przyczyn zmodyfikowane nie zostanie.

VIII. ELEMENTY PLANET.

159. Określenie ścisłe położenia dróg planetarnych wymaga odniesienia ich do stałych punktów i płaszczyzn. Płaszczyzną, do któréj odnosimy wszystkie drogi planet, jest płaszczyzna orbity ziemi, czyli ekliptyki, a punkt, od którego na niéj wszystkie długości się liczą, jest punktem przecięcia się jéj z równikiem, t. j. znany nam już punkt wiosenny.

160. Spółrzędne gieocentryczne i helijocentryczne. Gdyby stanowisko spostrzegacza było w środku słońca, widzielibyśmy wszystkie planety krążące po jednostajnych elipsach i wtedy łatwoby było w każdéj chwili oznaczyć długość i szerokość planety. Gdy jednak jesteśmy zmuszeni z poruszającéj się wraz z nami ziemi położenia planet oznaczać, przeto tylko zapomocą rachunku wypada te ostatnie zmieniać na poprzednie.

Spółrzędne planety, odniesione do środka ziemi, nazywamy śródziemskimi, lub gieocentrycznymi (por. us. 51), a odniesione do środka słońca stanowią spółrzędne planety środosłoneczne czyli helijocentryczne (por. us. 141). Roczniki astronomiczne mieszczą w sobie i jedne i drugie. Spółrzędne gieocentryczne służą do odnalezienia planety z ziemi zapomocą lunet; helijocentryczne zaś określają prawdziwą drogę planety na jéj drodze.

Jedne i drugie przedstawia fig. 146-ta, na któréj Z jest ziemią na swéj drodze, P planetą, ♈ punktem wiosennym, koło zaś $NN'N''$ wyobraża pozorną kulę niebieską. Z powodu równoległości promieni, idących od gwiazd stałych, z ziemi punkt ♈ widać w kierunku Z♈'; długość więc planety, mierzona z ziemi od punktu wiosennego, to jest gieocentryczna, jest ♈'ZP; długość zaś planety, odniesiona do słońca, to jest helijocentryczna, jest ♈SP, różna od poprzedniéj. Ponieważ drogi planetarne nie leżą na płaszczyźnie ekliptyki, więc i szerokość planety helijocentryczna również różni się od szerokości widzianéj z ziemi. Helijocentryczne spółrzędne planety zapomocą odpowiedniego rachunku trygonometrycznego z łatwością się oznaczają, skoro są wiadome jéj spółrzędne gieocen-

tryczne, ze spostrzeżeń otrzymane, i spółrzędne helijocentryczne ziemi. Te ostatnie w każdéj chwili są wiadome, długość bowiém helijocentry-

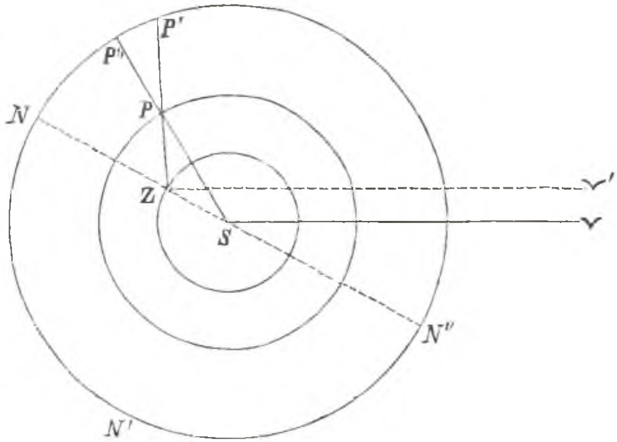


Fig. 146.

czna ziemi ♈SZ, czyli ♈P'N, oczywiście różni się zawsze o 180° od długości gieocentrycznéj słońca ♈P'NN''.

161. Elementy dróg planet. Elementami drogi planety zowiemy te dane, które dają możność oznaczenia miejsca planety na niebie w każdéj żądanéj chwili. Sześć jest elementów na to wystarczających:

1) długość węzła wstępującego,
2) nachylenie drogi,
3) wielkość połowy osi wielkiéj,
4) mimośród,
5) długość punktu przysłonecznego,
6) epoka;

pięć piérwszych służy do określenia położenia i rozmiarów drogi, ostatni zaś do oznaczania miejsca planety na jéj drodze.

Zwykle jednak, dla ułatwienia oznaczania położeń planety, w odpowiednich tablicach podają inne elementy, np. czas obiegu gwiazdowego, ruch średni dzienny i t. d.

162. — 1) Długość węzła wstępującego. Płaszczyzny dróg planetarnych, jak wiemy z praw Keppler'a, przechodzą wszystkie przez środek słońca, ale nachylenie ich do ekliptyki jest bardzo różne, a wskutek tego przecinają się one z płaszczyzną ekliptyki według różnych linij prostych, przechodzących przez środek słońca. Przecięcia tych linij z pozorną kulą niebieską zowią się węzłami; węzeł wstępujący ☊ znajduje się

w miejscu, w którym droga planety wchodzi na północną stronę ekliptyki w punkcie W (fig. 147), węzeł zaś sstępujący, ☋W′, oddalony jest od poprzedniego o 180°, liczonych na ekliptyce.

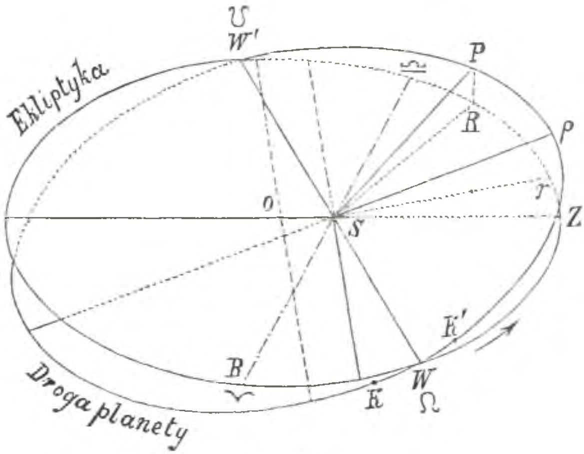


Fig. 147.

Położenie węzła wstępującego określa się jego długością na ekliptyce, t. j. łukiem BW, albo, ściśléj mówiąc, kątem BSW; długość zaś węzła sstępującego W′ powinna być BSW + 180°, jeżeli płaszczyzny planet przechodzą przez środek słońca. Sprawdzenia tego warunku możemy dokonać sposobem podobnym do tego, jakim wyznaczaliśmy położenie punktu wiosennego (us. 65). Mierząc codziennie spółrzędne planety równikowe i zmieniając je na ekliptyczne, możemy dójść do położenia planety K, blisko ekliptyki przypadającego, a następnie do położenia K′, w którym już planeta wyżéj ekliptyki się znajduje. Z odpowiedniéj proporcyi, w przypuszczeniu, iż w ciągu tego krótkiego czasu ruch jest jednostajny, oznaczymy wtedy punkt ekliptyki W, w którym szerokość planety była równa zeru, i znajdziemy długość tego punktu, czyli węzła. Jeżeli toż samo spostrzeżenie powtórzymy po przeciwnéj stronie drogi planety, to przekonamy się, że te dwa punkty są od siebie o 180° odległe, co sprawdza wynik 1-szego prawa Keppler'a, że płaszczyzny dróg planetarnych przechodzą przez środek słońca.

Przy dłuższych spostrzeżeniach zauważyć można, że położenia linij węzłów dla różnych planet zmieniają się w sposób podobny do tego, jaki widzieliśmy przy węzłach drogi księżyca (us. 105), z tą jednak różnicą, że węzły księżyca obiegają w jednym kierunku cały pas zwierzyńcowy, węzły zaś planet mają ruch po ekliptyce, przypadający między bardzo bliskimi

krańcami i wahający się w ciągu wieków. Raz bowiém węzły postępują w kierunku znaków, to znowu cofają się do miejsc poprzednich. Tak np., węzeł wstępujący Jowisza waha się w ciągu wieków między długością 90° i 117°, węzeł Saturna między 72° i 136°. Wahanie to węzłów jest tylko odbiciem na niebie zmiany kierunku położenia całéj płaszczyzny drogi planety, jak to z natury saméj linii węzłów wynika.

163. — 2) Nachylenie płaszczyzny drogi do płaszczyzny ekliptyki jest kątem, jaki te dwie płaszczyzny z sobą czynią. Kąt ten na fig. 147-éj jest utworzony przez proste pS i rS, prostopadłe w punkcie S do linii węzłów.

Element ten wraz z położeniem linii węzłów wystarcza do określenia *położenia płaszczyzny drogi* w przestrzeni.

Oznaczenie nachylenia przy odpowiednio dobranych warunkach jest łatwe z dość znacznym przybliżeniem i może być uskutecznione zapomocą jednego spostrzeżenia położenia planety w chwili, w któréj długość ekliptyczna słońca jest równa długości węzła planety. To położenie przedstawione jest na fig. 147-éj. Ziemia znajduje się w punkcie W na linii węzłów planety, długość słońca od punktu wiosennego jest wtedy BWRW' = D, to jest równa długości węzła ☊ = BW zwiększonéj o 180°. Wyznaczamy w takiéj chwili spółrzędne planety P zapomocą powszechnego kątomiaru (us. 7) i zmieniamy je na ekliptyczne (us. 62), t. j. na długość BWR = d i szerokość RP = s. Z tego jednego spostrzeżenia otrzymujemy trójkąt kulisty W'PR, prostokątny przy R; z niego znajdziemy kąt PW'R, mierzący nachylenie dwu płaszczyzn.

W trójkącie tym mamy PR = s, t. j. szerokości obserwowanéj planety, W'R = BWRW' — BWR = D — d, t. j. różnicy długości słońca i planety, i kąt prosty przy R; kąt więc nachylenia PW'R = i znajdziemy ze wzoru

$$\operatorname{tg} i = \frac{\operatorname{tg} \mathrm{PR}}{\sin \mathrm{W'R}} = \frac{\operatorname{tg} s}{\sin (\mathrm{D} - d)}.$$

Nachylenia płaszczyzn dróg planetarnych do ekliptyki są, wogóle mówiąc, nieznaczne; drogi pięciu głównych planet są nachylone pod kątami: Merkurego 7° 0′ 8″, Wenery 3° 23′ 35″, Marsa 1° 51′ 2″, Jowisza 1° 18′ 41″, Saturna 2° 29′ 40″.

164. — 3) Długość połowy osi wielkiéj jestto średnia arytmetyczna największéj i najmniejszéj odległości planety od słońca; przedstawia się ją albo w milach gieograficznych i t. p., albotéż zapomocą liczby, wyrażającéj stosunek owéj odległości do średniéj odległości ziemi od słońca, przyjętéj za jednostkę.

Astronomowie w starożytności zajmowali się wyznaczaniem odległości ciał niebieskich, lecz głównie słońca i księżyca; względne zaś odle-

głości planet dopiéro właściwie piérwszy Kopernik obliczał zapomocą porównania epicyklów planet, będących odbiciem niejako drogi ziemskiéj na kuli niebieskiéj. Widzieliśmy powyżéj (us. 141), że te miary, z badań Kopernika wyprowadzone, stosunkowo do środków, którymi wówczas nauka rozporządzała, były bardzo zbliżone do prawdy.

Względna odległość planet daje się w przybliżeniu oznaczyć także ze spostrzeżeń bezpośrednich. Jeżeli na fig. 148-éj wyobrazimy sobie drogę ziemi ZZ′ i drogę np. Wenery WW′ około słońca S, wtedy podczas największego odsunięcia (elongacyi) planety widzianéj z ziemi Z, jéj promień wodzący SW będzie oczywiście prostopadły do promienia widzenia ZW. W trójkącie SZW, prostokątnym przy W, znamy kąt elongacyi SZW i odległość ziemi SZ = 1; możemy więc z tego trójkąta obliczyć SW; zapomocą ścisłego rachunku otrzymujemy SW = 0,7233 odległości ziemi od słońca.

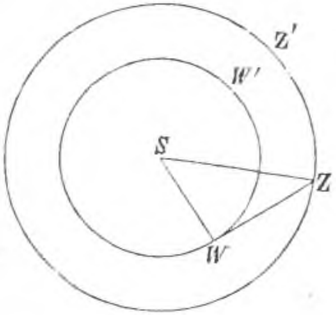


Fig. 148.

SW = SZ . sin SZW; odsunięcie największe Wenery waha się między 45° i 48°; średnio więc wynosi 46°,5, wstawa zaś 46°,5 jest równa 0,725, zatym SW = 0,725 . SZ, co, jak widzimy, niewiele się różni od wartości prawdziwéj. —

Gdy idzie o jednę z planet górnych, możemy użyć dla przybliżonego zmierzenia odległości, następującego sposobu. Oznaczmy spółrzędne planety P (fig. 149) w chwili opozycyi, a potym, po upływie *t* dni, oznaczmy też same spółrzędne, gdy ziemia, prędzéj bieżąc, będzie już w punkcie Z′, planeta zaś w punkcie P′. W trójkącie SZ′P′ stosunek SZ′ : SP′ jest szukanym stosunkiem odległości ziemi Z′ i planety P′ od słońca S. Aby wyznaczyć liczbę, którą ten stosunek przedstawia, nazwijmy czas obiegu

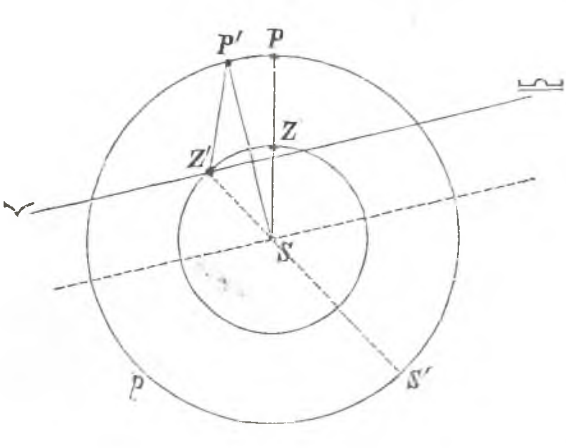


Fig. 149.

ziemi i planety odpowiednio c i C, ruchy jednodniowe średnie będą odpowiednio $\frac{360^0}{c}$ i $\frac{360^0}{C}$, a więc kąty, przebieżone w czasie t przez ziemię i przez planetę, będą:

$$ZSZ' = \frac{360^0}{c} \times t, \quad i \quad PSP' = \frac{360^0}{C} \times t;$$

różnica ich da nam kąt Z'SP'. Następnie: długość ekliptyczna planety, mierzona w chwili drugiego spostrzeżenia, którą nazwiemy D, jest kątem ♈pS'P', długość słońca w tejże chwili $= d$ jest kątem ♈Z'S'; różnica tych dwu długości D — d będzie drugim wiadomym kątem trójkąta, t. j. P'Z'S. Mając już dwa kąty trójkąta, znajdziemy trzeci Z'P'S, a wtedy, przy znanych kątach trójkąta, możemy wyznaczyć stosunek dwu którychkolwiek jego boków, a wszczególności stosunek boków SP' i SZ', t. j. stosunek odległości planety i ziemi,

$$SZ' : SP' = \sin SP'Z' : \sin SZ'P';$$

ponieważ zaś przyjęliśmy SZ' $= 1$, przeto

$$SP' = \frac{\sin SZ'P'}{\sin SP'Z'}.$$

Te sposoby mierzenia odległości planet są tylko przybliżone, i dziś służą zaledwie do dania wyobrażenia o możności osiągnięcia rezultatów w poszukiwaniach, tak napozór niemożebnych.

W 3-im prawie Keppler'a zyskała nauka ważną podstawę do obliczania względnéj odległości planet z ich czasów obiegu. Gdy bowiém czasy obiegu ziemi i planety nazwiemy odpowiednio t i T, a ich odległości od słońca o i O, to (us. 146)

$$t^2 : T^2 = o^3 : O^3,$$

albo, przyjmując $o = 1$ i zważając, że czas obiegu gwiazdowego ziemi $t = 365{,}25636$ dnia, mieć będziemy

$$O^3 = \frac{T^2}{t^2}, \quad \text{skąd} \quad O = \sqrt[3]{\frac{T^2}{365{,}25636^2}}.$$

We wzór ostatni wstawiając za T czas obiegu gwiazdowego któréjkolwiek planety, znajdziemy jéj średnią odległość od słońca, a mianowicie dla pięciu dostępnych gołemu oku planet: dla Merkurego 0,3871, Wenery 0,7233, Marsa 1,5237, Jowisza 5,2028, Saturna 9,5387.

Oczywiście, że, nawzajem, mając wyznaczone odległości od słońca ziemi i planety, oraz wiedząc, jaki jest czas obiegu gwiazdowego ziemi, możemy z powyższéj proporcyi wyznaczyć czas obiegu gwiazdowego planety.

165. — 4) Mimośród drogi, t. j. stosunek odległości ogniska elipsy od jéj środka do połowy osi wielkiéj, $\frac{OZ}{SO}$ (fig. 147), warunkuje mniejsze

lub większe wydłużenie elipsy. Im mimośród elipsy jest mniejszy, tym ona jest bliższa koła. W orbicie ziemi OS jest prawie $\frac{1}{60}$. OZ; mimośród więc drogi ziemi jest $\frac{1}{60} = 0{,}0167$.

Wogóle elipsy planetarne postacią swą bardzo są zbliżone do koła. Z pięciu planet, gołem okiem widzialnych, najwięcéj wydłużoną drogę ma Merkury, mimośród bowiém jego wynosi 0,20560; mimośrody wszystkich innych są mniejsze, a mianowicie: Wenery 0,00684, ziemi 0,01677, Marsa 0,09326, Jowisza 0,04825, Saturna 0,05607. —

Znajomość elementów 3-go i 4-go daje nam stanowcze *rozmiary dróg;* elipsa bowiém, któréj oś wielka i mimośród są dane, jest co do swego *kształtu* zupełnie określona. Ponieważ zaś poprzednie elementy, 1-szy i 2-gi, wyznaczyły położenie płaszczyzny elipsy, przeto brak tylko nam jeszcze położenia elipsy na jéj płaszczyźnie. To położenie określa następny element.

166. — 5) Długość punktu przysłonecznego (perihelium), czyli łuk ekliptyki od punktu wiosennego do punktu przysłonecznego, daje kierunek linii absydów (us. 67), a tym sposobem wyznacza położenie elipsy na jéj płaszczyźnie. Długość tę można zastąpić kątem, jaki promień wodzący, od słońca do punktu przysłonecznego planety poprowadzony, tworzy z liniją węzłów. Tak na fig. 147-éj, gdy perihelium planety P jest w punkcie *p*, kąt WS*p* przy wiadoméj długości węzła (element 1-szy) zarówno dobrze określa położenie osi wielkiéj, jak i długość punktu przysłonecznego, liczoną, jak zwykle, od punktu ♈. Należy przytym pamiętać, że, z powodu cofania się punktu wiosennego musi być oznaczony rok, do którego to określenie położenia punktu wiosennego się odnosi. —

Pięć elementów powyższych wyznacza *drogę planety co do jéj położenia i wielkości;* pozostały umożebni obrachowanie punktu, w którym planeta w danym czasie się znajduje.

167. — 6) Epoka polega na oznaczeniu chwili czasu, w któréj planeta znajduje się w pewnym stałym i określonym punkcie swéj drogi.

W tym celu można:

a) albo oznaczyć czas przejścia planety przez jéj punkt przysłoneczny,

b) albotéż dla chwili danéj, np. początku roku, oznaczyć jéj długość helijocentryczną, liczoną od punktu wiosennego.

Ponieważ planety poruszają się po elipsach ze zmienną prędkością, przeto, dla oznaczenia ich miejsca po pewnym czasie od chwili stale określonéj, nie można otrzymać ich długości eliptycznych zapomocą tak prostego postępowania, jakie byłoby możliwe w przypadku, kiedyby ich ruch był kołowy i jednostajny. Dla ułatwienia tego zadania

przyjmuje się wyobrażalną «planetę średnią», przypuszczając, że ona, wychodząc z punktu przysłonecznego P (fig. 150) równocześnie z daną planetą, obiega koło PaAbP, to jest 360°, ruchem jednostajnym w ciągu czasu prawdziwego obiegu danéj planety. Jeżeli czas tego obiegu wyrazimy przez T dni, to ruch dzienny planety średniéj będzie $\frac{360^0}{T}$; a więc w ciągu danego czasu t dni planeta średnia obiegnie łuk $\frac{360^0}{T}.t$, który zowią anomaliją średnią. Przy położeniu p' planety średniéj, jéj anomalija średnia jest p'OP. Dana zaś planeta w ciągu tegoż czasu t dni, bieżąc przy punkcie przysłonecznym ruchem szybszym od średniego

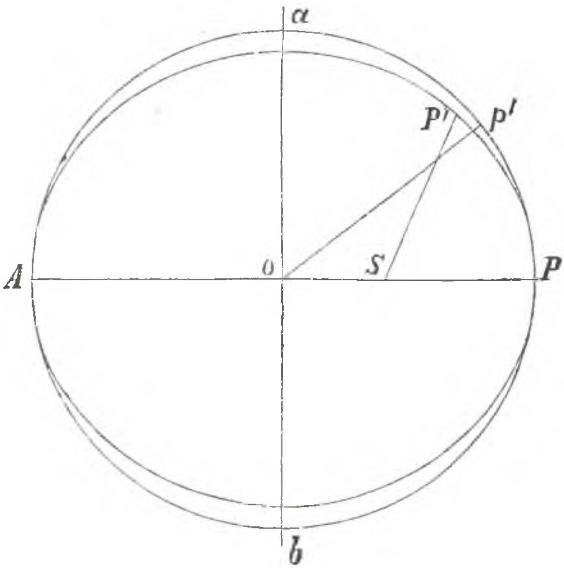


Fig. 150.

(us. 145), przejdzie np. kąt PSP', zwany anomaliją prawdziwą. Kąt ten będzie początkowo większy od anomalii średniéj POp', lecz stopniowo różnice dwu anomalij zmniejszać się będą aż do punktu odsłonecznego A, w którym obie planety, dana i średnia, znajdą się jednocześnie. Daléj różnice znów będą wzrastały, dana bowiém planeta, idąc wolniéj, pozostanie z początku poza średnią, a dopiéro stopniowo, przyśpieszając ruch, dogoni średnią w punkcie przysłonecznym P. Taka zmienna różnica dwu anomalij, dodatna lub ujemna, zowie się równaniem drogi, które algiebraicznie dodając do anomalii średniéj, otrzymujemy w odpowiedniéj chwili (lub, inaczéj mówiąc, po upływie t dni od przejścia obu planet przez punkt przysłoneczny) anomaliją prawdziwą, t. j. kąt PSP', wskazujący położenie rzeczywiste planety.

Przypuśćmy np., że t dni stanowi $\frac{1}{40}$ część czasu całego obiegu T; według 2-go prawa Keppler'a, pole wycinka koła POp' będzie $\frac{1}{40}$ pola koła, zarówno, jak pole wycinka eliptycznego planety PSP' będzie $\frac{1}{40}$

częścią pola elipsy. Ponieważ jesteśmy w możności, przy obliczaniu pola wycinka eliptycznego PSP', obliczyć kąt PSP', t. j. odległości planety od punktu przysłonecznego, przeto *równanie drogi na każdą chwilę obrachowane być może.* Ten sposób ułatwienia przy obliczaniu niejednostajnych ruchów przypomina poprzednio przy ruchu słońca opisane (us. 83) przypuszczenie słońca średniego i niejednokrotnie w podobnych razach jest używany.

Przy takim przypuszczeniu planety średniéj, element, zwany epoką, wyrażają także zapomocą:

c) anomalii średniéj w pewnéj oznaczonéj chwili. —

Jakimkolwiek z tych sposobów wyrazimy epokę, zawsze mamy stałą chwilę czasu dla pewnego położenia planety, co, przy wiadomych połowie osi wielkiéj i mimośrodzie, pozwala zapomocą równania drogi wyznaczyć *długość prawdziwą planety na jéj drodze.*

168. Dla ułatwienia wyznaczenia długości planety na ekliptyce, wprowadzają do tablic elementów jeszcze czas obiegu gwiazdowego planety, albo bezpośrednio z nim związany ruch średni dzienny planety.

Czas obiegu gwiazdowego planety jestto przeciąg czasu, potrzebnego dla dokonania obiegu planety po całéj jéj drodze, i różni się od obiegu jéj zwrotnikowego, obejmującego przeciąg czasu między dwoma przejściami planety przez punkt wiosenny. Z powodu cofania się punktu wiosennego obieg zwrotnikowy jest krótszy od gwiazdowego.

Obieg synodyczny, jako czas między dwoma złączeniami lub dwiema opozycyjami planety, nie jest właściwym obiegiem planety po jéj drodze, gdyż jego peryjodyczność głównie jest wywołana przez ruch ziemi. Obieg synodyczny najłatwiéj wyrachować z wielu kolejnych złączeń lub opozycyj, dzieląc cały przeciąg czasu przez ilość obiegów; w ten sposób zmniejszamy błędy spostrzeżeń. O związku między obiegiem synodycznym a gwiazdowym możemy miéć wyobrażenie, przypatrując się położeniu dwu planet na fig. 151-éj, na któréj ZZ' przedstawia drogę ziemi, a PP' drogę jednéj z górnych planet — obie około słońca S. W chwili opozycyi obie planety znajdują się na linii SZP. Ziemia biegnie prędzéj i, po rocznym obiegu przybywając znowu do punktu Z, już

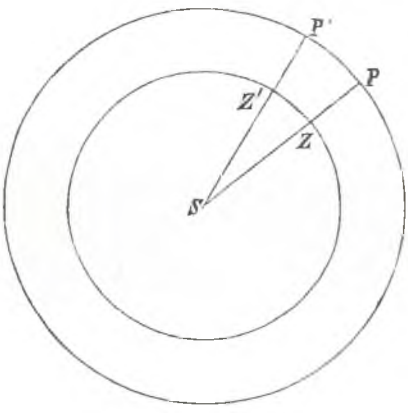


Fig. 151.

planety P nie zastaje w tym miejscu, ale potrzebuje przejść jeszcze część drogi ZZ', aby stanąć w drugiéj opozycyi SZ'P'. W przypuszczeniu ruchu jednostajnego, ziemia podczas swego obiegu, wynoszącego T dni, przebywa 360°, t. j. w jednym dniu $\frac{360^\circ}{T} = p$ stopni; podczas więc obiegu synodycznego planety, trwającego S dni, przejdzie ziemia pS stopni, gdy tymczasem planeta przeszła tylko łuk PP', t. j. mniéj o 360° niż ziemia, czyli stopni $p\mathrm{S} - 360$. Przeto na przejście 360°, w przypuszczeniu ruchu jednostajnego, planeta będzie potrzebowała dni x, które znajdziemy z proporcyi

$$\mathrm{S} : x = (p\mathrm{S} - 360) : 360, \quad \text{t. j.} \quad x = \frac{\mathrm{TS}}{\mathrm{S} - \mathrm{T}}.$$

Ten wypadek jest oczywiście przybliżony, bośmy przypuścili jednostajność ruchu obu planet.

W tablicy następującéj zestawione są czasy obiegów pięciu planet, gołym okiem widzialnych, oraz ziemi:

Planety	O b i e g		
	gwiazdowy	zwrotnikowy	synodyczny
Merkury	87 d. 23 g. 15 m.	87 d. 23 g. 15 m.	115 d. 21 g.
Wenus	224 „ 16 „ 49 „	224 „ 16 „ 41 „	583 „ 21 „
Ziemia	365 „ 6 „ 9 „	365 „ 5 „ 49 „	
Mars	686 „ 23 „ 31 „	686 „ 22 „ 18 „	780 „ 0 „
Jowisz	4332 „ 14 „ 7 „	4330 „ 14 „ 14 „	398 „ 22 „
Saturn	10759 „ 5 „ 40 „	10746 „ 22 „ 30 „	378 „ 2 „

Z tablicy téj widzimy, że wmiarę oddalenia planet od słońca, prędkość ich kątowa zmniejsza się. Przez ten czas, przez który planeta Merkury obiega całą swą drogę (360°), Wenera obiega 140°,8, ziemia 87°,8, Mars 46°,1, Jowisz 7°,3, Saturn 2°,9. Na fig. 152-éj ten związek ró-

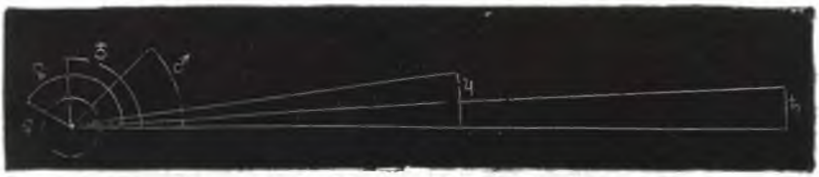


Fig. 152.

wnoczesnych łuków graficznie jest przedstawiony, i bez bliższego objaśnienia jest łatwo zrozumiały.

Nietylko jednak dla prędkości kątowych, ale także dla prędkości prawdziwych ma miejsce podobna zależność od odległości odpowiednich planet od słońca, i tak: w ciągu 1 sekundy przebiega Merkury 6,7 mili gieogr., Wenera 4,9 m. g., ziemia 4,0 m. g., Mars 3,4 m. g., Jowisz 1,7 m. g., Saturn 1,3 m. g.

IX. O ZWICHNIĘCIACH RUCHU PLANETARNEGO.

169. Zwichnięcia (perturbacyje). Mimo licznych dowodów prawdziwości i ścisłości praw Keppler'a i Newton'a, położenia planet, sposobami powyżéj podanymi obliczone, różnią się nieraz od spostrzeganych więcéj, aniżeliby błędy saméj obserwacyi na to pozwalały. Fakt ten, przy bliższym jego zbadaniu, nietylko nie przeczy rzeczonym prawom, ale nawet, właściwie zrozumiany, jest ich najświetniejszym potwierdzeniem.

Dotychczas rozważaliśmy drogi planet pod wpływem saméj tylko siły słońca, nie przyjmując pod uwagę przyciągania jednych planet przez inne, choć prawa ciążenia stosują się do wszystkich ciał niebieskich. Nadto, ponieważ czasy ich obiegów są różne, przeto ugrupowania ich wzajemne ciągle się zmieniają, wywołując zmianę wypadkowéj przyciągań, przez oddzielne ciała niebieskie wywartych.

Mając to na względzie i chcąc obliczyć położenie jakiéjś planety w danéj chwili czasu, należy do rachunku wprowadzić działanie nietylko siły słońca, ale jeszcze wszystkich otaczających planet, które, mimo znacznie mniejszéj masy, zawsze w pewnym stopniu modyfikują tę postać drogi planety, jaka jest następstwem działania słońca. Skutki tych drugorzędnych wpływów powszechnego ciążenia na ekliptyczną postać dróg zowią zwichnięciami, albo przeszkodami (perturbacyjami). Nazwa ta, stosowana pierwiastkowo do zboczeń w samych drogach planetarnych, dziś ma szersze znaczenie — podciągamy bowiém pod nią i inne wpływy grawitacyi planet, nie mające bezpośredniego związku z postacią dróg, jak np. precesyją i nutacyją osi ziemskiéj, albo przypływy morza.

Przy licznéj grupie planet, obiegających słońce, ujęcie dokładne w rachunek tych różnorodnych wpływów należy do zadań najtrudniejszych, a właściwie mówiąc, dotychczas na drodze ściśle matematycznéj niezupełnie rozwiązanych. Jednak niektóre okoliczności ułatwiają to zadanie. I tak: wielkość masy słonecznéj, 700 razy przechodząca masę wszystkich planet razem wziętych, pozwala zawsze obliczyć podstawową postać drogi, która już bardzo mało zmienia się pod wpływem grawitacyi innych planet; małe nachylenia dróg planetarnych względem ekliptyki są powodem, iż zboczenia w szerokości są bardzo nieznaczne; nakoniec wiel-

ka odległość planet od siebie nie dopuszcza takich wpływów, któreby w znacznym stopniu pierwotną elipsę zmieniały.

Z tych także powodów możebne było odkrycie przez Keppler'a prawdziwych zasadniczych postaci dróg, mimo istniejących zwichnięć, bo one z łatwością ujść mogły jego uwagi, choć przy dzisiejszych ścisłych oznaczeniach owa pierwotna Keppler'a postać drogi planetarnéj tylko za przybliżoną do prawdziwéj uważana być powinna.

Nieznaczne rozmiary zwichnięć dozwalają przy ich obrachowaniach drogę teoretyczną, t. j. elipsę, przyjąć za podstawę i pojedyńczo poszukiwać wpływów jednéj planety, zboczenie wywolującéj, na planetę zbaczającą, pomijając tymczasowo wpływ innych. Do rachunku przeto za każdym razem wchodzą tylko wpływy trzech ciał: słońca i dwu planet; stanowi to tak zwane «zagadnienie trzech ciał», jedno z najważniejszych zadań mechaniki teoretycznéj.

Zwichnięcia dróg 5-ciu planet, oddawna znanych, są dziś z wysoką dokładnością obliczone przez prace licznych matematyków, jak Laplace'a, Delambre'a, Lagrange'a, Euler'a, Lindeman'a, Bouvard'a i wielu innych. —

Zwichnięcia dróg planetarnych, skojarzonymi działaniami innych planet wywołane, można rozdzielić na dwa rodzaje.

Jedne objawiają się powolną wiekową zmianą elementów dróg i te nazywają się w i e k o w y m i; do nich należy zmiana nachylenia drogi, mimośrodu, kierunku linii węzłów i linii absydów. Wszystkie te elementy ulegają zmianom, oprócz tylko wielkości połowy osi większéj. która w rozmiarach swych zachowuje się prawie niezmiennie; czas więc obiegu, jako ściśle związany z odległościami, również pozostaje stałym.

Inne zwichnięcia pochodzą od wpływów planet, peryjodycznie powracających do pewnych położeń, i nazywają się p e r y j o d y c z n y m i. Dla ułatwienia zrozumienia tych zmian wyobrażamy sobie idealną drogę planety, zmienioną w danym czasie wpływami wiekowymi co do jéj elementów, ale zachowującą postać teoretycznie prawidłową, i dopiéro na téj prawidłowéj elipsie oznaczamy małe zboczenia położeń planety, zależnych od chwilowego ugrupowania planet sąsiednich — zwichnięcia peryjodyczne.

170. Ewekcyja. Dla zrozumienia główniejszych objawów tego rodzaju zmian, wyobraźmy sobie na fig. 153-éj drogę księżyca KL około ziemi Z. Podczas nowiu w punkcie K przyciąganie słońca, wywarte na jednostkę masy księżyca, jest silniejsze, aniżeli działające na jednostkę masy ziemi Z, dalej będącéj; księżyc więc dąży do oddalenia się ze swéj drogi ku K'. Ponieważ zaś za zwiększeniem się odległości, według 2-go prawa Keppler'a, idzie zwolnienie ruchu, przeto księżyc w punkcie nowiu

ma ruch nieco wolniejszy, aniżeliby to wynikało z tegoż 2-go prawa Keppler'a, gdybyśmy nie uwzględniali wpływu słońca na ruch księżyca około ziemi. Gdy księżyc jest w pełni L, wtedy ziemia jest silniéj przyciągana przez słońce, aniżeli księżyc, i znowu księżyc dąży zarówno do oddalenia się od ziemi ku L', jak i do zmniejszenia swéj szybkości. Odwrotnie rzecz się ma w kwadraturach M i N. Niéma bowiém wtedy różnicy w przyciąganiu księżyca i ziemi przez słońce, bo odległości obu ciał są równe; lecz siła słońca, działając ukośnie na punkty M i N, ściąga księżyc ku linii łączącéj środki SZ, zbliża go ku ziemi, wskutek czego księżyc ruch swój przyśpiesza. Elipsa Keppler'a KMLN staje się nieregularną liniją K'M'L'N', wydłużoną ku słońcu, ze zwolnionym ruchem w syzygijach, a przyśpieszonym w kwadraturach. Zwichnięcie to ruchu księżyca, zwane e w e k c y j ą, powtarza się w każdym obiegu synodycznym i sprawia różnicę aż do 1°,2 w położeniu księżyca od położenia teoretycznego; to zwichnięcie jest tak znaczne, iż jeszcze w starożytności było zauważone.

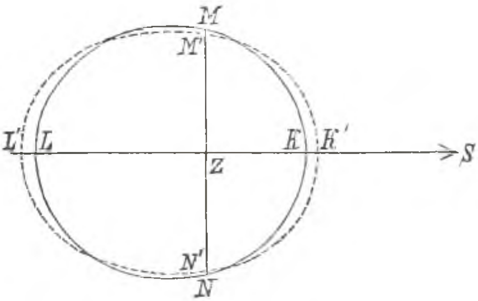


Fig. 153.

171. Równanie roczne. Całe to zwichnięcie, zasadzające się na wydłużeniu drogi księżyca w kierunku linii syzygijów, a spłaszczeniu w kierunku linii kwadratur, będzie tym znaczniejsze im ziemia wraz z księżycem będzie bliżéj słońca. W styczniu, gdy ziemia jest około punktu przysłonecznego, zwichnięcie jest największe i zwolnienie ruchu księżyca najznaczniejsze; w lipcu, przy większéj odległości słońca, różnice będą mniejsze, a obieg księżyca gwiazdowy o prawie cały kwadrans krótszy od obiegu w styczniu. Okres tego zwichnięcia, zwanego r ó w n a n i e m r o c z n y m, jest oczywiście związany z obiegiem ziemi.

Już te dwa rodzaje zboczeń, pomijając inne, mniéj znaczne, czynią ruch księżyca bardzo zawikłanym — tymwięcéj, że i elementy jego drogi, jak to przy ich opisie widzieliśmy (us. 105 i 110), szybkim podlegają zmianom wskutek zwichnięć wiekowych, głównie od słońca i od ziemi zależących.

172. Ruch węzłów księżyca. Zasadę zwichnięć elementów drogi księżyca wyjaśnia fig. 154-ta, przedstawiająca część płaszczyzny ekliptyki ABCD z ziemią Z i drogę księżyca KW'K'W, nachyloną do niéj pod kątem 5°,1. Przecięcie płaszczyzny téj drogi z ekliptyką jest liniją

węzłów W W'. Działanie słońca na księżyc, znajdujący się w punkcie K, dąży do zbliżenia go ku ekliptyce; temu zbliżeniu na przeszkodzie staje ruch księżyca obiegowy; ostatecznie księżyc zbliża się ku ekliptyce w taki sposób, jakby droga jego, nie zmieniając nachylenia, obróciła się około prostopadłéj w punkcie Z do ekliptyki, wskutek czego ruch księżyca dalszy nie po krzywéj KW', lecz po innéj, KW'', odbywać się będzie. Przecięcie drogi z ekliptyką nastąpi wcześniéj w punkcie W'' jako węźle, przesuniętym ruchem wstecznym z poprzedniego położenia W'. Utworzy się nowa linija węzłów W''Z. Widzieliśmy, że ruch ten linii węzłów księżyca jest bardzo znaczny, bo obiegają one w ciągu 19 lat prawie całą ekliptykę.

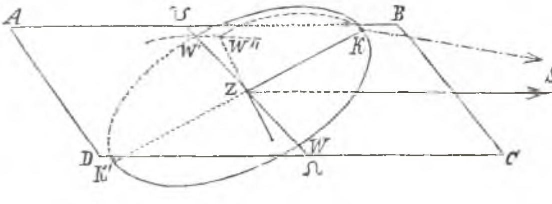


Fig. 154.

Od podobnego działania słońca zależą również inne zwichnięcia wiekowe drogi księżyca, jak: wahająca się zmiana nachylenia drogi i ruch prosty linii absydów; zmiany te, z powodu różnéj odległości trzech ciał w różnych chwilach, nie postępują jednostajnie, ale w rozmiarach swych zmieniają się peryjodycznie, utrudniając przez to jeszcze więcéj zadanie wyznaczenia ścisłych położeń księżyca.

173. Zwichnięcia drogi ziemi. Opisując drogę ziemi, mówiliśmy o zmianach powolnych nachylenia jéj równika; one są wynikiem spólnego działania wielkich planet, równie jak i zmniejszanie się stopniowe mimośrodu (us. 169), a tymsamym zbliżanie się postaci orbity ziemi do koła. Obie te zmiany dokonywają się między bardzo bliskimi siebie krańcami, lecz w wielkich okresach czasu. Tak np. zmiana nachylenia osi ziemskiéj na lat 100 zaledwie 48'',3 wynosi. Okres zmniejszania się mimośrodu przechodzi 50 000 lat; związany on jest ze zmianą szybkości księżyca (us. 158), zauważoną przez Halley'a, mianowicie z powolnym przyśpieszaniem jego biegu, wynoszącym zaledwie 6 sekund na 100 lat.

Jeżeli do tego dołączymy jedno z ważniejszych zwichnięć osi ziemskiéj, t. j. rozważaną już precesyją, mającą okres około 26 000 lat, to przekonamy się, że zmiany w biegu ziemi, tak wiekowe, jak i peryjodyczne, są bardzo powolne i nieznaczne. Zawdzięcza to ona swemu położeniu, dalekiemu od wielkich planet, Jowisza i Saturna, a bliskości małych stosunkowo ciał, Marsa i Wenery.

Mówiąc poprzednio o drodze słońca, która właściwie jest odbiciem drogi ziemi, przypuszczaliśmy (us. 59, 61), że ekliptyka, po któréj pozor-

ny ruch słońca się odbywa, jest ściśle kołem, powstałym z przecięcia płaszczyzny orbity ziemskiéj z kulą niebieską. Gdy jednak z całą ścisłością położenia słońca wyznaczać będziemy, przekonamy się, że linija drogi słonecznéj jest falową, obwodzącą z obu stron owo wyobrażalne koło ekliptyki, czyli że ziemia, postępując po swéj drodze, to wyżéj, to znowu niżéj płaszczyzny ekliptyki się znajduje. Te małe zboczenia ziemi od normalnéj płaszczyzny jéj obiegu, niedochodzące 1″, są wywołane przez przyciąganie sąsiednich planet i przedstawiają peryjodyczne zwichnięcia jéj drogi. Z tego także powodu, przypuszczenie poprzednio uczynione, że szerokość słońca ekliptyczna jest zawsze równa zeru (us. 63), jest tylko przybliżone: prawdziwa szerokość słońca bywa i północna i południowa, choć niedochodząca 1″.

174. Zwichnięcia dróg innych planet. Żadna z dróg planetarnych nie przedstawia téj regularnéj i niezmiennéj postaci, jaką jéj 1-sze prawo Keppler'a wyznacza. Oprócz długości osi wielkiéj, prawie nieulegającéj zmianie (us. 169), wszystkie inne elementy stopniowo podlegają zwichnięciom wiekowym. Linije węzłów to postępują w kierunku prostym, to znowu cofają się ruchem wstecznym; położenie linii absydów a z nim i punktu przysłonecznego nie jest także stałe, zarówno jak i kąt nachylenia drogi do ekliptyki.

Zmiany te elementów, postępujące wprawdzie bardzo powoli, ale ciągle, kazałyby przypuszczać, że z czasem harmonija świata planetarnego, prawami Keppler'a ustalona, powinna ulêc zmianie. Z przeprowadzonych jednak rachunków okazało się, że zmiany te, wydające się ciągłymi, są właściwie zmianami peryjodycznymi o bardzo długich, wiele tysięcy lat wynoszących okresach, po których znowu stopniowo położenia poprzednie, drogą również powolnych zmian, powracać muszą. W zasadzie więc postać układu planetarnego ma zapewniony byt bardzo długi; zwichnięcia zaś, właściwie zwane peryjodycznymi, są zbyt małe, aby na znaczniejsze zmiany całego układu wpłynąć mogły.

Obliczenia odpowiednie wykazują, że oddalenie się największe planet od dróg ich normalnych, wskutek największych możliwych zwichnięć, dochodzić może dla ziemi do 1300 mil gieogr., dla Marsa do 8000 m. g., dla Jowisza do 170 000 m. g. Liczby te są stosunkowo małe, w porównaniu do prawdziwych odległości tych planet. —

Szczególnemu i dotychczas trudnemu do wyjaśnienia zwichnięciu podlega droga planety najbliższéj słońca, Merkurego. Według Leverrier'go ruch linii absydów Merkurego, t. j. posuwanie się jego punktu przysłonecznego, jest szybsze o 40″ na 100 lat, niżby to z rachunku wpływów innych planet wypadało. Naprowadza to na myśl istnienia między słońcem i Merkurym jakichś małych planet, powodujących to zwichnięcie.

Ta myśl tymwięcéj stała się interesującą, że niektórym spostrzegaczom udało się widziéć przesuwające się przed tarczą słońca ciemne jakieś ciała — przypuszczano, że to są owe drobne planety i już jednéj z nich nadano nazwę Wulkana. Dotychczas jednak te spostrzeżenia nie sprawdziły się i prawdopodobnie polegały one na złudzeniach wzroku przy niedość dokładnych narzędziach; w przeciwnym bowiém razie przy tak częstych dziś, bo codziennych, spostrzeżeniach tarczy słonecznéj, musiałyby owe ciała częściéj się pokazywać, gdyż, jako bliskie słońca, miałyby krótki obieg. Nikt tymczasem ich nie widzi i kwestyja przypuszczalnéj «intramerkuryjalnéj» planety zdawała się już zaniechana, kiedy spostrzeżenia Watson'a i Swift'a w Ameryce rozbudziły ją na nowo. Obaj ci spostrzegacze podczas całkowitego zaćmienia słońca 29 lipca r. 1878 widzieli w bliskości zakrytéj tarczy słonecznéj parę gwiazd, tak różniących się od gwiazd stałych, że przypuszczali ich planetarne pochodzenie; krótkość trwania zaćmienia nie pozwoliła bliżéj zbadać tych gwiazd. Późniejsze jednak poszukiwania, szczególniéj podczas zaćmienia 6 maja r. 1883, owych spostrzeżeń nie potwierdziły.

175. O ŚRODKU CIĘŻKOŚCI UKŁADÓW. Środkiem ciężkości ciał ziemskich nazywamy punkt, w którym ciało podparte utrzymuje się w równowadze; jest to punkt przyczepienia siły wypadkowéj pojedyńczych sił ciężkości, na cząsteczki materyjalne ciała działających, a uważanych za równoległe. Jeżeli dwie kule ciężkie, których masy są M i m, wyobrazimy sobie połączone matematycznym drążkiem (nieważkim) Ss (fig. 155), to środek ich ciężkości przypadnie w punkcie A, którego odległości od S i s będą określone zapomocą równania

$$M \, . \, AS = m \, . \, As,$$

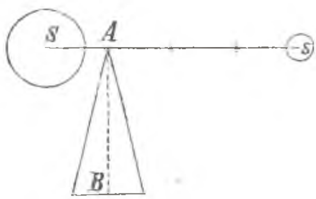


Fig. 155.

t. j. odległości punktu A od środków dwu kul są odwrotnie proporcyjonalne względem mas tychże kul. Gdy drążek Ss zostanie podparty w punkcie A i obie kule zostaną wprawione w ruch obrotowy około osi AB, to kula M będzie zakréślała około środka ciężkości koło mniejsze o promieniu AS, kula zaś m koło większe około tegoż środka o promieniu As. — Toż samo będzie miało miejsce w dwu ciałach niebieskich, związanych stosunkiem wzajemnéj zależności, czyli stanowiących układ (systemat). I tu również ruchy obu ciał, siłami grawitacyi wytworzone, będą się odbywały około spólnego środka ciężkości. Ziemia z jéj księżycem stanowi jeden z takich układów niebieskich. Ponieważ masa ziemi jest 81 razy większa (us. 179) od masy księżyca, przeto środek

ciężkości układu przypadnie od środka ziemi w odległości 81 razy mniejszéj niż od środka księżyca, t. j. w odległości mniejszéj od promienia ziemi, będącego $\frac{1}{60}$ częścią odległości, dzielącéj te dwa ciała. Środek ciężkości układu przypadnie zatym wewnątrz kuli ziemskiéj. Około tego środka ciężkości właściwie oba ciała ruchu obrotowego dokonywają i ten właśnie punkt, jako środek układu, obiega wokoło słońca w płaszczyźnie ekliptyki. Elipsa, którą obiega środek ziemi około środka układu, jest oczywiście mniejsza od obwodu saméj ziemi, gdyż połowa jéj osi większéj jest mniejsza od promienia ziemi.

Dotychczas wyobrażaliśmy sobie, że środek ziemi zakréśla orbitę ziemską; widzimy teraz, że wpływ księżyca, jako ciała złączonego w jeden układ, zmienia owo pojęcie. Fig. 156-ta objaśnia to położenie w roz-

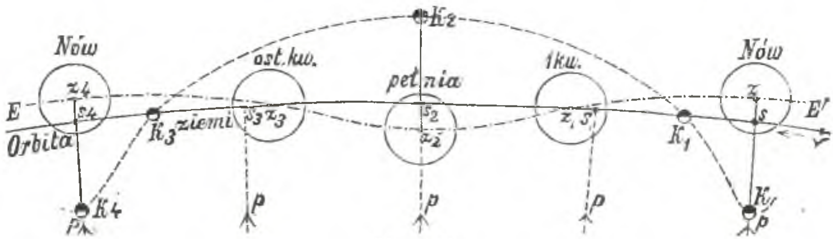


Fig. 156.

miarach powiększonych dla uwydatnienia zasady. Łuk EE′ oznacza część orbity ziemi, po któréj środek układu, s, odbywa ruch roczny około słońca, stojącego na przedłużeniach kierunków p; litery K oznaczają księżyc, z środek ziemi, Υ zaś jest punktem wiosennym. Podczas nowiu i pełni środek układu s, s_2, s_4, znajduje się na linii złączenia księżyca ze słońcem, długość helijocentryczna środka ziemi i środka układu jest taż sama; środek ziemi w nowiu leży poza łukiem EE′ w punkcie z, z_4, podczas zaś pełni, przeciwnie, wewnątrz łuku EE′, t. j. bliżéj słońca, w punkcie z_2. W kwadraturach widzimy zupełnie odwrotne położenie: oba środki i ziemi i układu z_1, s_1 i z_3, s_3 leżą prawie na łuku EE′; lecz podczas 1-széj kwadry długość helijocentryczna środka ziemi Υz_1 jest większa od długości środka układu Υs_1 o długość $z_1 s_1$ i winna być poprawiona, aby prawo wycinków było zachowane; w ostatniéj zaś kwadrze długość środka ziemi Υz_3 krótsza jest od Υs_3, t. j. od długości środka układu, w którym winniśmy wyobrażać sobie zjednoczoną masę obu ciał, podległą właściwie prawom Keppler'a.

Łącząc liniją krzywą położenia środków ziemi z, z_1, z_2, z_3, ..., jak również środków księżyca K, K_1, K_2, K_3, ..., widzimy, że środek

ziemi opisuje, podobnie jak i środek księżyca, liniją przeginającą się około elipsy orbity. Poprzednio widzieliśmy (us. 173), że zachodzą zwichnięcia ziemi w szerokości, to północne, to znowu południowe; przeto, jako prawdziwą drogę środka ziemi, musimy przyjąć liniją podobną do spiralnéj, owijającą wydłużonymi zwojami teoretyczną elipsę orbity. Ponieważ rozmiar odległości środków *z* i *s* około 600 mil gieogr. tylko wynosi, przeto zboczenia te, powiększone na fig. 156-éj dla jéj wyraźności, są w naturze bardzo nieznaczne stosunkowo do połowy osi orbity ziemskiéj, wynoszącéj 20 milijonów mil gieogr.

To położenie rzeczy wytwarza jeszcze jedno zwichnięcie drogi ziemskiéj. Prawo wycinków, do środka ziemi stosowane, nie będzie w ścisłéj zgodzie ze spostrzeżeniami i długość helijocentryczna środka ziemi w ciągu obiegu synodycznego księżyca to wyprzedza długość środka układu, to znowu względem niéj się spóźnia. Zwichnięcie to, z powodu nieznacznego nachylenia drogi księżyca, głównie się odbywa w płaszczyźnie ekliptyki. —

W układach złożonych z większéj ilości ciał położenie środka układu i zwichnięcia, stąd wynikające, są daleko trudniejsze do obrachowania, bo ze zmianą ich położeń i środek ciężkości zmienia miejsce. Ponieważ jednak masa wszystkich planet stanowi zaledwie $\frac{1}{700}$ masy słońca, przeto i zmiany, położeniem środka układu wywołane, są tak małe, że bardzo nieznacznie wpływają na postać dróg planetarnych. Środek układu wszystkich planet, pod wpływem słońca będących, prawie zawsze wewnątrz kuli słonecznéj przypada i jako gieometryczny środek téjże kuli może być do rachunku wprowadzony.

X. ILOŚĆ PLANET.

176. Do początku wieku XVII znano tylko sześć planet, licząc w to i ziemię. Dopiéro w roku 1609, w którym Keppler ogłosił światu piérwsze swe prawa, zrobiono w Holandyi odkrycie wielkiéj doniosłości — wynaleziono lunetę, która bardzo szybko rozszérzyła granice świata widzialnego do rozmiarów przedtym nieprzypuszczalnych.

Dwu ludzi uważają za jednoczesnych wynalazców lunet, Lippersheim'a i Metius'ą. Piérwszeństwo jednak w użyciu lunety do badań astronomicznych należy przyznać Galileuszowi i Marius'owi.

Zaraz po wynalezieniu lunety, Galileusz za jéj pomocą dostrzegł plamy na słońcu, fazy światła planet i ich tarcze, a następnie przekonał się, że wokoło Jowisza obiegają cztéry drobne planety, a raczéj jego księżyce, w sposób podobny, jak planety około słońca. Jowisz, uważany do

owego czasu za pojedyńczą planetę, przedstawił się ze swymi czterema satelitami jako układ niejako samodzielny, choć drugorzędny w ogólnym układzie planetarnym.

Wkrótce potym spostrzeżono, że i Saturn posiada takich samych towarzyszów, czyli «trabantów». Księżyce jednak Saturna nieodrazu odkryte zostały, bo jako małe, a w tak wielkiéj odległości będące, z trudnością dostrzéc się dają. Siedem z nich odkryto między rokiem 1655 i 1789, ósmy dopiéro dostrzeżony został przez Bond'a w Cambridge (w Ameryce) w r. 1848. Oprócz księżyców, Saturn otoczony jest szczególnego rodzaju pierścieniem, którego prawdziwą okrągłą postać rozpoznał piérwszy Huygens w r. 1657.

Wmiarę doskonalenia lunet, ilość dostrzeganych ciał niebieskich się zwiększała. W r. 1781 Wiljam Herschel odkrył Uranusa, wielką planetę poza Saturnem krążącą w odległości około 390 milijonów mil od słońca. Przez to odkrycie rozmiary układu planetarnego powiększyły się prawie podwójnie; Saturn bowiém, przez starożytnych jako najdalsza planeta uważany, około 190 milijonów mil jest odległy od słońca. Odkrycie Uranusa przez Herschel'a było przypadkowe. Wkrótce po ogłoszeniu przekonano się, że ta planeta była już poprzednio spostrzegana i za gwiazdę stałą poczytana; dawniejsze spostrzeżenia dały możność ocenienia części drogi i obrachowania z niéj odległości i obiegu, 84 lata wynoszącego. Uranus również otoczony jest satelitami; piérwsze dwa z nich odkrył Herschel, dwa zaś inne dopiéro przez Lassell'a w r. 1846 dostrzeżone zostały.

177. Prawo Titius'a i Bode'go. Jeszcze w drugiéj połowie zeszłego wieku (w r. 1766) Titius zauważył, że odległości planet wzrastają w pewien prawidłowy sposób. Zależność ta, przez Bode'go potym sformułowana, zwana prawem Bode'go, przedstawia szereg liczb wzrastających, dość ściśle związanych ze względnymi odległościami planet od słońca, jeżeli odległość ziemi wyrazimy liczbą 10. Następująca tablica uwidocznia nam owo «prawo Bode'go» :

	Liczby Bode'go	Odległości planet
Merkury	4 + 0 = 4	3,9
Wenus	4 + 3 = 7	7,2
ziemia	4 + 6 = 10	10
Mars	4 + 12 = 16	15,2
?	4 + 24 = 28	28,9
Jowisz	4 + 48 = 52	52,1
Saturn	4 + 96 = 100	95,5
Uranus	4 + 192 = 196	192,0

Jakkolwiek ten szereg liczb nie jest postępem ani różnicowym, ani ilorazowym, i jakkolwiek, jak to z ostatniéj kolumny widoczne, nie jest on wyrażeniem istotnego związku między odległościami planet, to jednak przedstawia on rzecz z pewnym przybliżeniem. — Przez czas pewien uderzającą była w tym szeregu liczb przerwa, odpowiadająca odległości 28, pośredniéj między odległościami Marsa i Jowisza, któréj żadna znana planeta nie odpowiadała. Ta okoliczność dała powód do poszukiwań w przestrzeni między Marsem a Jowiszem jakiegoś ciała, któreby warunkami swego obiegu mogło ten szereg liczb dopełnić, tymwięcéj, że już Keppler zauważył był przedział w szeregu wielkich planet i przypuszczał możliwość istnienia tam jakiéjś planety niewidzialnéj. Zanim jednak ułożono program poszukiwania nieznanego owego ciała, przypadek przyszedł w pomoc i rozjaśnił kwestyją. Piazzi w Palermo odkrył w d. 1 stycznia r. 1801 planetę Ceres, która położeniem swym w zupełności odpowiadała domyślnéj planecie, lecz wielkością daleko nie dorównywała żadnéj ze znanych. Wkrótce potym lekarz Olbers w Bremie w r. 1802 odkrył drugą, również małą, planetę Pallas w téj saméj przestrzeni i piérwszy wpadł na domysł, że tam może być więcéj planet drobnych, jakby ułamków jakiéjś większéj planety, która kiedyś mogła ulêc pęknięciu. Choć domysł pochodzenia tych drobnych ciał nie jest jeszcze zasadniczo stwierdzony, jednak co do ilości okazał się słusznym, gdyż coraz więcéj zaczęto odkrywać drobnych planet w przestrzeni między Marsem i Jowiszem. Zowią je asterojdami, albo planetojdami. Ilość ich dziś *) dochodzi już do 248. Są one wszystkie tak drobne, że z małym wyjątkiem przedstawiają się jako gwiazdy słabego blasku 9 — 12 wielkości.

178. Odkrycie Neptuna. Takie powiększenie ogólnéj ilości planet zawdzięcza nauka wynalazkowi lunet. Rozszérzenie jednak krańców świata planetarnego nie ograniczyło się tylko na tych zdobyczach, osiągniętych fizycznymi środkami. Prawa Newton'a w rachunek wzięte nierównie świetniéj do tego samego celu prowadziły.

Ostatnia doówczas i najdalsza planeta, Uranus, z możliwą ścisłością obliczona w swym biegu przez Bouvard'a w roku 1821, zbaczała od drogi rachunkiem otrzymanéj więcéj, aniżeli wynosić mogły błędy obserwacyi. Myśl zależności tego zwichnięcia od ciała nieznanego, jako wynik praw Newton'a, nie musiała być obcą dla wielu spółczesnych astronomów, choć piérwsze jéj wypowiedzenie (niewyraźne w r. 1823, dosadniejsze w r. 1840 w liście do Humboldt'a) należy przyznać Bessel'owi, głośnemu astronomowi w Królewcu. Niezależnie jednak od tego w r. 1846 prawie spółcześnie Leverrier we Francyi i Adams w Anglii wyznaczyli owo ciało.

*) Lipiec r. 1885.

Zasady zwichnięć dróg planet, rozwinięte w znakomitym dziele Laplace'a *«Mécanique céleste»* (r. 1799 — 1825), obliczały ze znanych ich mas i położeń skutki wpływów grawitacyi. Należało odwrócić zadanie i ze zwichnięć drogi Uranusa obrachować masę i wskazać miejsce niewidzialnéj domyślnéj planety, powodującéj owe zwichnięcia. Zadanie to z równym skutkiem przez obu wymienionych uczonych rozwiązane zostało; gdy jednak Adams czekał sprawdzenia rezultatu swego rachunku na niebie, Leverrier ogłosił 31 sierpnia r. 1846, że przypuszczalna planeta powinna się znaléść obok gwiazdy δ Koziorożca, mając w d. 1 stycznia r. 1847 długość heliocentryczną $= 327^0\,24'$. Jakoż, astronom Galle w Berlinie na drugi dzień po otrzymaniu wiadomości, znalazł tę planetę w miejscu wskazanym, odpowiadającym długości w d. 1 stycznia r. 1847 $326^0\,32'$, nie o cały więc 1^0 różniącéj się od miejsca, wskazanego przez Leverrier'go zapomocą rachunku. Odkrycie to jest prawdziwym tryumfem zasad grawitacyi i saméj nauki, «mechaniką niebieską» nazywanéj.

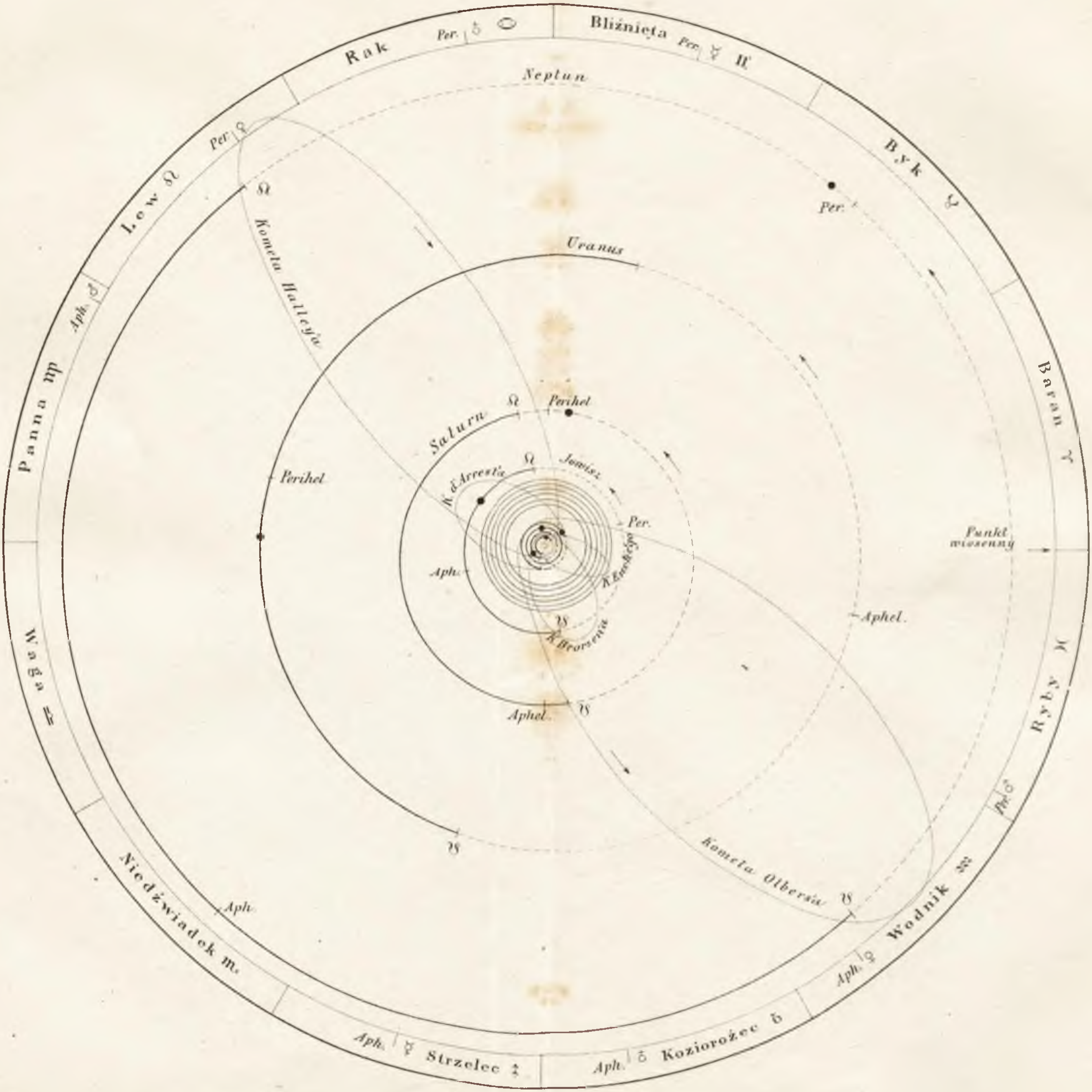
Planetę nową nazwano Neptunem. Należy ona do planet wielkich i krąży w odległości 600 milijonów mil od słońca. Dotychczas znaleziono przy niéj jeden księżyc.

Odkrycie w ostatnich czasach dwu księżyców Marsa przez Hall'a w Waszyngtonie w roku 1877 zakończa świetnie w układzie planet szereg nowych nabytków, jakie osiągnięto siłami zjednoczonymi narzędzi fizycznych i praw matematycznych.

Czy poza drogą Neptuna mogą się jeszcze znajdować ciała planetarne podlegające sile słońca? Nie można stanowczo tego twierdzić, ale i zaprzeczać temu nie należy. Teoretycznie nie jest to niemożebne, ale w tak wielkich odległościach praktyczna odpowiédź na to pytanie związana jest ściśle z dalszym udoskonaleniem lunet.

179. Układ planetarny. Prawa Keppler'a i Newton'a związały wszystkie wymienione tu ciała niebieskie ścisłą zależnością od słońca, jako masy środkowéj i największéj, którato zależność jest wynikiem działania siły ciążenia powszechnego, kierującéj wszystkimi ruchami tych ciał. Układ ten, naturalnym prawem wytworzony, zowią układem planetarnym, albo układem słonecznym. Zajmuje on przestrzeń prawie kołową w kierunku ekliptyki, a ograniczoną drogą Neptuna, mającą średnicy około 1200 milijonów mil. Z powodu małych wogóle nachyleń dróg planetarnych, trzeci wymiar téj przestrzeni, prostopadły do ekliptyki, jest znacznie mniejszy, tak iż cała postać ogólnego obszaru przedstawia jakby płaską soczewkę, w któréj środku znajduje się słońce. Odległość téj całéj soczewki od gwiazd stałych, stanowiących pozorną kulę niebieską, jest tak wielka, iż promieni od jednéj gwiazdy idących do dwu jakichkolwiek punktów układu planetarnego prawie nie można od

UKŁAD SŁONECZNY.



w Lit. W. Słowaczyńskiego w Warszawie

równoległych odróżnić. Cały więc ten układ stanowi niejako oddzielną całość, rządzoną tym samym prawem, a prawdopodobnie i związaną jednością pochodzenia. —

Zestawiając znane dziś planety układu słonecznego i zaczynając od najbliższych słońca, możemy je podzielić na pewne naturalne grupy według ich wielkości, a mianowicie:

I. Grupa średnich planet, najbliższa słońca, zwana także grupą planet wewnętrznych:

☿ Merkury,

♀ Wenus,

♁ ziemia z jednym księżycem,

♂ Mars z dwoma księżycami.

II. Pierścień drobnych planet, czyli asterójd, w ilości 248-u dotychczas (1885, lipiec) znanych.

III. Grupa dwu największych planet:

♃ Jowisz z czterema księżycami,

♄ Saturn z ośmiu księżycami.

IV. Grupa dwu wielkich najodleglejszych planet:

♅ Uranus, mający znanych księżyców cztéry,

♆ Neptun z dotychczas odkrytym jednym księżycem.

Wielkości względne planet wyobrażone są na fig. 157-éj, przedstawiającéj zarazem wielkość księżyca ziemskiego. Wielkości zaś asterójd są tak nieznaczne, że przy przyjętéj podziałce na figurze nie dałyby się na rysunku wyrazić.

Z powodu wielce rozmaitych odległości planet od słońca, średnica jego pozorna, widziana z każdéj planety, różnie się przedstawia. Mianowicie, gdy słońce jest widziane z ziemi jako kula o średnicy przeszło pół stopnia łuku mającéj, to np. z Merkurego ta średnica przedstawiłaby się, jako zajmująca przeszło $1^0\,20'$, z Jowisza małoco więcéj jak $6'$, zaś z Neptuna słońce wydawałoby się gwiazdą, podobną do różnych innych świetnych gwiazd stałych. —

Tablica VIII przedstawia ogólny rozkład dróg planet układu słonecznego; części dróg, przerywanymi linijami oznaczone, są częściami elips, pod ekliptyką leżącymi, punkty przysłoneczne i odsłoneczne w drogach odleglejszych są na nich samych oznaczone, również jak i węzły. Dla planet zaś wewnętrznéj grupy, z powodu małości rozmiarów rysunku, te punkty poznaczone są na kole zewnętrznym, przedstawiającym pas znaków zwierzyńcowych. Drogi nakoniec asterójd przedstawiają się jako ogólny pierścień między drogami Marsa i Jowisza. Na drogach planet są oznaczone czarnymi kółkami miejsca, w których one znajdowały się w dniu 1 stycznia r. 1885. —

Na zakończenie tego rozdziału podajemy (wyznaczone według najnowszych prac specyjalnych) elementy dróg oraz ważniejsze elementy

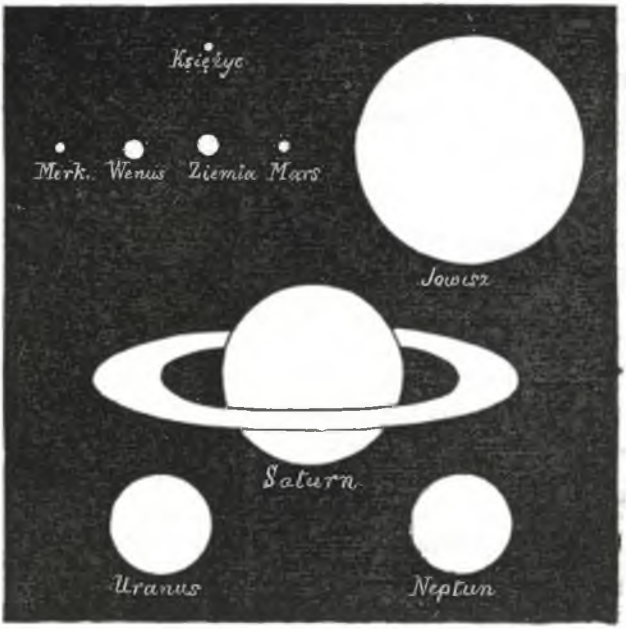


Fig. 157.

fizyczne planet wielkich i najświetniejszych 5-ciu z asterójd, a zarazem liczby, odnoszące się do księżyca ziemi.

Z elementów dróg wielkich planet wielkość połowy osi wielkiéj drogi, czyli średnia odległość od słońca, podana jest tak w kilometrach *), jak i w porównaniu z odległością słońca od ziemi, przyjętą za jednostkę Epoka zaś (us. 167, *b*) jest odniesiona do chwili, będącéj początkiem astronomicznego (us. 83) roku 1850 w Paryżu, gdyż tak była wyrażona w znakomitych tablicach Leverrier'go i za nimi w wielu późniejszych jest taksamo wciąż podawana.

---

*) 1 kilometr = 0,135 mili gieogr. (Por. str. 51, odsyłacz)

Elementy dróg planet wielkich.

Planety	Długość węzła wstępującego	Nachylenie drogi do ekliptyki	Średnia odległość od słońca: ziemi = 1	Średnia odległość od słońca: w milionach kilometrów	Mimośród drogi	Długość punktu przysłonecznego	Średnia długość w d. 1 stycznia r. 1850 o godz. 0 czasu parys.	Czas obiegu gwiazdowego w dniach średnich	Ruch średni dzienny w sekundach
Merkury ☿	46° 33′ 9″	7° 0′ 8″	0,38710	58	0,20560	75° 7′ 14″	327° 15′ 20″	87,969	14732″,42
Wenus ♀	75 19 52	3 23 35	0,72333	108	0,00684	129 27 15	245 33 15	224,701	5767 ,67
Ziemia ♁	0 0 0	0 0 0	1	149	0,01677	100 21 22	100 46 44	365,256	3548 ,19
Mars ♂	48 23 53	1 51 2	1,52369	227	0,09326	333 17 54	83 40 31	686,980	1886 ,52
Jowisz ♃	98 56 17	1 18 41	5,20280	777	0,04825	11 54 58	160 1 10	4332,588	299 ,13
Saturn ♄	112 20 53	2 29 40	9,53886	1424	0,05607	90 6 38	14 52 28	10759,236	120 ,45
Uranus ♅	73 14 38	0 46 21	19,18338	2864	0,04636	170 38 49	29 13 26	30688,390	42 ,23
Neptun ♆	130 7 42	1 47 2	30,05437	4487	0,00899	46 9 13	334 30 27	60181,113	21 ,53

W tablicy elementów fizycznych planet wielkich średnicę ich podajemy tak w kilometrach, jak i w stosunku do średnicy ziemi, jako jednostki. Również objętość ziemi, jéj masę, gęstość i siłę przyciągania na powierzchni przyjmujemy za jednostki dla wyrażenia odpowiednich elementów planet.

Elementy fizyczne planet wielkich.

	Średnica ziemi = 1	Średnica w kilometrach	Spłaszczenie	Objętość; ziemi = 1	Masa; ziemi = 1	Gęstość; ziemi = 1	Siła ciężkości na powierzchni; ziemi = 1	Czas obrotu około osi
Merkury	0,37	4800	0	0,054	0,06	1,17	0,44	24^g 0^m $?^s$
Wenus	1,00	12700	0	0,868	0,79	0,81	0,80	23 21 ?
Ziemia	1	12756	$\frac{1}{290}$	1	1	1	1	23 56 4
Mars	0,53	6770	0	0,157	0,10	0,71	0,38	24 37 23
Jowisz	11,11	141700	$\frac{1}{16}$	1389,996	308,99	0,24	2,25	9 55 34
Saturn	9,35	191300	$\frac{1}{9}$	864,694	91,92	0,13	0,89	10 16 ?
Uranus	3,94	50300	$\frac{1}{10}$	75,253	13,52	0,23	0,91	?
Neptun	4,90	62400	?	85,605	22,53	0,41	1,56	?

W tablicy 5-ciu najświetniejszych z asterójd odległości od słońca (średnia, największa, najmniejsza) są podane w porównaniu ze średnią odległością ziemi od słońca, przyjętą za jednostkę, a blask ich jest odniesiony do blasku gwiazd stałych, tak iż np. blask 8,0 oznacza równość z blaskiem gwiazd 8-éj wielkości (us. 30). Epoki zaś asterójd są podawane w specyjalnych efemerydach rocznych *).

*) W rozdziale następnym przy elementach księżyców nie podajemy epok, gdyż te ciała szybko zmieniają swe położenia; w specyjalnych efemerydach rocznych są one zamieszczane.

Elementy 5-ciu asterójd *).

	Długość węzła ☊	Nachylenie drogi	Średnia odległość od słońca	Największa odległość	Najmniejsza odległość	Mimośród	Długość punktu przysłonecz.	Czas obiegu w latach	Średni ruch dzienny	Blask
(1) Ceres	80°,8	10°,6	2,767	2,98	2,56	0,076	149°,6	4,61	770″,2	7,4
(2) Pallas	172 ,7	34 ,7	2,772	3,43	2,11	0,238	121 ,9	4,62	768 ,9	8,0
(3) Juno	170 ,6	13 ,0	2,668	3,35	1,98	0,258	55 ,3	4,36	813 ,0	8,7
(4) Vesta	103 ,5	7 ,1	2,362	2,57	2,15	0,088	250 ,6	3,63	977 ,8	6,5
(5) Astraea	141 ,4	5 ,3	2,579	3,06	2,10	0,186	134 ,9	4,14	857 ,4	9,9

Księżyc ziemi.

Średnia odległość od ziemi	60,2703 promienia ziemi, czyli 385 080 kilometrów
Największa „ „ „	407 110 „
Najmniejsza „ „ „	356 650 „
Czas obiegu gwiazdowego	27,321661 dnia
„ „ synodycznego	29,530589 „
Paralaksa pozorna średnia	57′ 2″,3
Średnica „ „	31′ 8″,0
„ prawdziwa	3 480 kilometrów
Powierzchnia (ziemi = 1)	0,0745
Objętość „	0,0203
Masa „	0,0123
Gęstość „	0,604.

---

*) Asterojdy z powodu wielkiéj ich ilości oznaczają się dla skrócenia kolejnymi liczbami, zawartymi w kółkach.

ROZDZIAŁ VII.

PLANETY.

I. GRUPA PLANET WEWNĘTRZNYCH.

MERKURY.

180. Merkury, najbliżéj słońca ze wszystkich planet krążący, najtrudniejszy jest do badania, gdyż prawie zawsze w promieniach słońca jest zatopiony. W krajach, bliżéj równika leżących, łatwiéj go gołym okiem można dostrzéc; u nas zdarza się to rzadko tylko i to w pewnych porach. Kopernik w ciągu całego swego życia nie widział Merkurego ani razu, choć starożytni astronomowie, w mniejszych szerokościach gieograficznych żyjący, znali go dobrze i bieg jego opisywali.

Związek drogi jego z drogami innych planet przedstawia fig. 158-ma, na któréj pomieszczone są drogi 4-ch planet najbliższych słońca, wraz z miejscami ich znajdowania się w dniu 1-ym każdego miesiąca r. 1885. Całkowity obieg gwiazdowy Merkurego wynosi 87,969 dnia, t. j. niecałe 3 miesiące; widzimytéż na figurze bieg jego kończący się o 3 dni przed końcem marca, w tym samym punkcie, z którego wyszedł w dniu 1 stycznia. Przez ten czas ziemia, wolniéj bieżąc, zaledwie niespełna $\frac{1}{4}$ część swéj drogi przechodzi. Łącząc na figurze linijami prostymi położenia obu planet w tych samych datach, otrzymujemy objaśnienie widzianych z ziemi zjawisk biegu Merkurego. W dniu 3 stycznia linija aa', poprowadzona od ziemi do Merkurego, przechodzi przez słońce; jest to dolne złączenie, po którym planeta coraz daléj na zachód się oddala, tak, że już 25 stycznia widzimy ją w kierunku linii bb', o cały kąt Sbb' od słońca oddaloną; jest to największe odsunięcie zachodnie, około 28° stopni wynoszące. Przy tym położeniu widzimy z ziemi b wschód Merkurego o półtory godziny prawie wcześniéj niż wschód słońca. Następnych dni wschód coraz więcéj się przyśpiesza, Merkury zdaje się zbliżać do słońca i w dniu 13 marca, będąc na linii cc', jest już za słońcem w górnym złączeniu, daléj przechodząc już na wschodnią stronę słońca aż do największego

wschodniego odsunięcia w dniu 7 kwietnia. Wtedy Merkury, odległy od słońca na wschód o kąt S*dd'*, może być dostrzeżony po zachodzie słońca, po którym w półtory godziny sam także zachodzi.

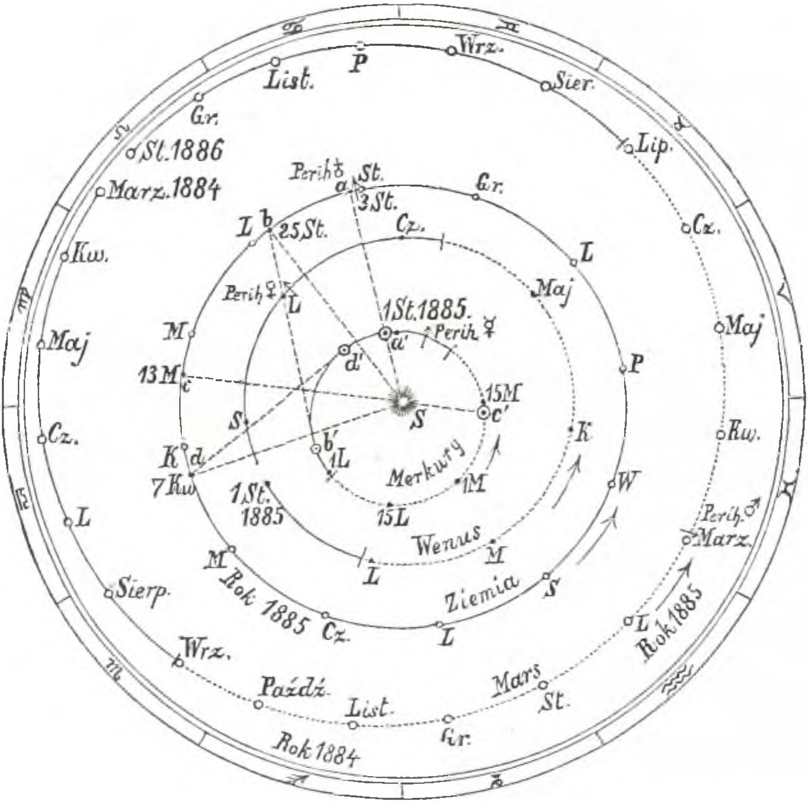


Fig. 158.

Chwile najłatwiejszego dostrzeżenia planety gołym okiem zdarzają się na wiosnę i na jesieni, jeżeli w tych porach przypada odsunięcie, bo wtenczas kierunek pasa zwierzyńcowego i ekliptyki (przy zachodzie na wiosnę a przy wschodzie słońca na jesieni) najwięcéj nad poziom jest podniesiony i Merkury, stojąc wyżéj, łatwiéj jest widzialny, niż w innych porach, kiedy bywa tak nisko, że mgły i wyziewy ziemi blask jego przyciemniają. W r. 1886 będzie go można dostrzéc między 15 i 25 marca po zachodzie, lubtéż około 1-go września przed wschodem słońca.

Zapomocą lunet można Merkurego nawet w dzień dość dobrze wi-

dzieć; wtedy zaś, kiedy go gołym okiem widzimy, przedstawia się jako mała jasna gwiazdka 4-éj wielkości.

Elipsa drogi Merkurego jest więcéj od innych dróg wydłużona: mimośród jéj wynosi 0,2056; wskutek tego odległość od słońca zmienia się znacznie, gdyż od 6,16 do 9,34 milijona mil, t. j. średnio wynosi 7,75 milijona mil. Odległość od ziemi zależy od wzajemnego położenia dwu planet, jak to na fig. 158-éj widzieć można. Podczas złączenia dolnego (*aa'*) Merkury zbliża się nieraz na 11 milijonów mil, kiedy podczas złączenia górnego (*cc'*) może się oddalić aż do 30 milijonów mil, co zależy także od punktów drogi, w których złączenia następują, a mogą się zdarzać w bardzo wielu punktach. Im złączenia dolne bliżéj punktu odsłonecznego się zdarzają [na fig. 158-éj wypadają takie punkty między 11 L(utego) i 15 L], tym odległość dwu planet jest mniejsza; przeciwnie zwiększa się ona, gdy złączenie przypada w bliskości punktu przysłonecznego (między punktami 15 M. i 1 S.), bo tu drogi są najwięcéj od siebie odległe.

Wskutek tych zmian odległości wielkość średnicy pozornéj Merkurego waha się od 4″,5 do 12″,9, czemu, przy uwzględnieniu odległości, odpowiada prawdziwa wielkość średnicy 649 mil gieogr., t. j. 0,37 średnicy ziemi, a z tego łatwo obliczyć, że objętość planety jest zaledwie 0,05 objętości ziemi.

Oznaczenie masy Merkurego było długo utrudnione; nie ma on księżyca, a więc żadnego bliskiego ciała, któreby ruchem swym ujawnić mogło siłę działania planety. Trzeba było sprzyjającéj do tego celu, a właściwie przypadkowéj okoliczności, jaką było przejście bliskie komety Encke'go i zwichnięcie jéj drogi w r. 1841. Z tego działania Merkurego w przybliżeniu obrachowano jego masę jako równą 0,06, t. j. $\frac{1}{16{,}6}$ masy ziemi. Z tego i ze znanéj objętości wnieść łatwo, że gęstość jego jest 1,17 gęstości ziemi, czyli przeszło 6,4 raza większa od gęstości wody *). Jest to największa z gęstości różnych planet, co prowadzi do wniosku, że między materyjałami, składającymi kulę Merkurego, dużo jest metalów, skoro ciężar właściwy średni zbliżony jest do ciężaru cynku, równego 7,0. Najcięższe skały ziemskie mają ciężar właściwy 3, a więc zaledwie połowę gęstości Merkurego posiadają.

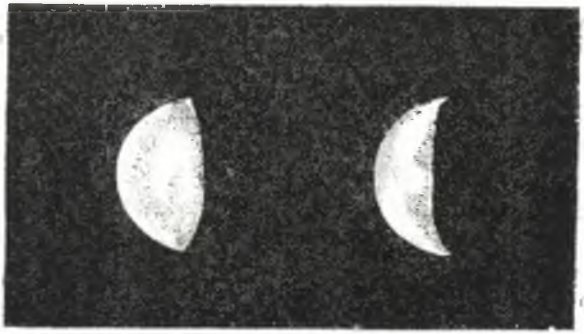
Wiadomości nasze o stanie innych fizycznych warunków na Merkurym są bardzo skąpe. Powodem tego jest trudność jego spostrzegania z powodu bliskości słońca. Fazy światła, jakie w różnych względem słońca położeniach zauważyć się dają, nie różnią się od znanych zmian oświetlenia księżyca i stanowią dowód, że Merkury jest ciałem ciemnym,

---

*) Gęstość średnia ziemi, czyli jéj ciężar właściwy średni, wynosi 5,48.

odbijającym światło słoneczne. Rozbiór widmowy potwierdza to mniemanie. W widmie Merkurego, badanym przez Vogel'a, znajdują się też same prążki absorbcyjne, co i w świetle słonecznym. Wzmocnienie jednak niektórych z owych prążków każe się domyślać istnienia jakiéjś atmosfery mocno absorbującéj; jest to jednak niepoparte dotąd żadnym stanowczym dowodem.

W położeniach, bliższych ziemi, kiedy najkorzystniéj powierzchnia Merkurego mogłaby być badana, przedstawia on tylko wąsko oświetlony sierp, na którym bardzo niewiele dostrzéc można. Schröter, badając często powierzchnią Merkurego i plamy na niéj spostrzegane, przypuszczał istnienie tam wielkich wyniosłości, z ruchu zaś tych plam obliczył czas obrotu kuli na 24 godziny i 5 minut. Z powodu jednak wspomnianych trudności tę daną tylko za przybliżoną uważać należy. Jakoż inni otrzymywali nieco odmienne wypadki, bliskie 24 godzin. Co zaś do przypuszczalnych gór, istnienie ich nie dało się stwierdzić dotychczasowymi spostrzeżeniami. Plamy Merkurego mają kontury bardzo niewyraźne, jak to można zauważyć na rysunkach jego tarczy, podanych przez Vogel'a (fig. 159). Mimo doskonałości użytéj lunety i wprawy spostrzegacza, niewiele z tych widoków wywnioskować można; dlatego ani kierunek jego ruchu obrotowego, ani położenie równika nie dadzą się ściśle oznaczyć. Wszelkie zatym wnioski o zmianach ciepła i porach roku z granic przypuszczeń nie wychodzą. Według starannych badań Schröter'a, nachylenie równika do płaszczyzny drogi Merkurego wynosi około 20°, coby go stawiało w położeniu pod tym względem zbliżonym do ziemi. Gdyby nawet to mniemanie zostało stwierdzone, to i tak jeszcze, bez innych danych, trudno mieć wyobrażenie o stanie tamtejszych warunków ciepła i światła. Tarcza słońca przedstawia się w punkcie przysłonecznym Merkurego jako 10 razy większa od téj, którą z ziemi widzimy. W téj bliskości słońce obdarza planetę tak wielką ilością ciepła i światła, że stawia ją w warunkach zupełnie odmiennych od znanych nam na ziemi.



14 kwiet. r. 1871. 22 kwiet. r. 1871.

Fig. 159.

W wyjątkowych tylko razach możemy dostrzéc całą kulę Merkurego, mianowicie, kiedy ona, przesuwając się między ziemią i słońcem, po-

kazuje się jako czarna okrągła plamka na tarczy słonecznéj. Gdyby drogi obu planet leżały na jednéj płaszczyźnie, zjawisko to byłoby zwykłym podczas każdego złączenia dolnego. Jednak, jak wiemy, droga Merkurego jest nachylona do ekliptyki pod kątem 7°. Na fig. 160-éj elipsa ZZ'Z'' oznacza drogę ziemi wraz z czterema jéj położeniami w różnych miesiącach, zaś MM'M'' drogę Merkurego. Aby w tym położeniu dróg można było dostrzéc Merkurego przed tarczą słońca, musi on znaleść się na linii, łączącéj środek ziemi ze środkiem słońca, lub blisko niéj; linija zaś owa jest liniją węzłów MM''. Przejście więc zdarzyć się może tylko w położeniach trzech ciał: S, M i Z, lub S, M'' i Z''. Ponieważ w punktach Z i Z'' ziemia znajduje się około początku maja i początku listopada, jak to z położenia punktu ♈ na figurze wyrozumiéć można, przeto przejście Merkurego przed tarczą słońca może przypadać w tych tylko dwu miesiącach, jeżeli naturalnie przypadnie jednocześnie złączenie dolne w tych miejscach, albo blisko nich. Złączenia dolne na linii węzłów zdarzają się około 13 razy w ciągu 100 lat. Jeżeli złączenie przypada od węzła daléj niż o 3° 28', to już wtedy Merkury mija dołem lub górą tarczę słoneczną i nie może być na niéj widzialny.

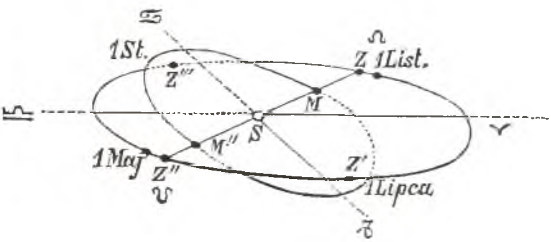


Fig. 160.

Ponieważ największa średnica pozorna Merkurego dochodzi do 12''9, a średnica słońca ma przeszło 32' (us. 66), tarcza więc planety podczas przejścia wydaje się stosunkowo bardzo małą, średnica jéj bowiém stanowi $\frac{1}{150}$ część średnicy słońca; dlatego to zjawisko tylko zapomocą lunet obserwowane być może. Kierunek ostatniego u nas widzialnego przejścia w dniu 6 maja r. 1878 przedstawia, przy zachowaniu prawdziwych stosunkowych wymiarów, figura 161-sza. (W bieżącym stuleciu przypadają jeszcze dwa przejścia Merkurego, mianowicie 10 maja r. 1891 i 10 listopada r. 1894; żadne z nich jednak u nas nie będzie widzialne.) Podczas przejścia planeta przedstawia się jako okrągła, równa, czarna tarcza, co dozwala dokładnie zmierzyć jéj wymiary. Lecz nie możemy dostrzéc nic takiego, coby dotychczasowe wiadomości nasze o jéj stanie fizycznym rozszerzyć mogło. Ze względu zaś na ruch planety, przejścia te, ściśle obser-

wowane, przyczyniają się do rozwiązania ważnych pytań (por. us. 91). One to, przez Leverrier'go obliczone, pozwoliły mu ściśléj określić zwi-

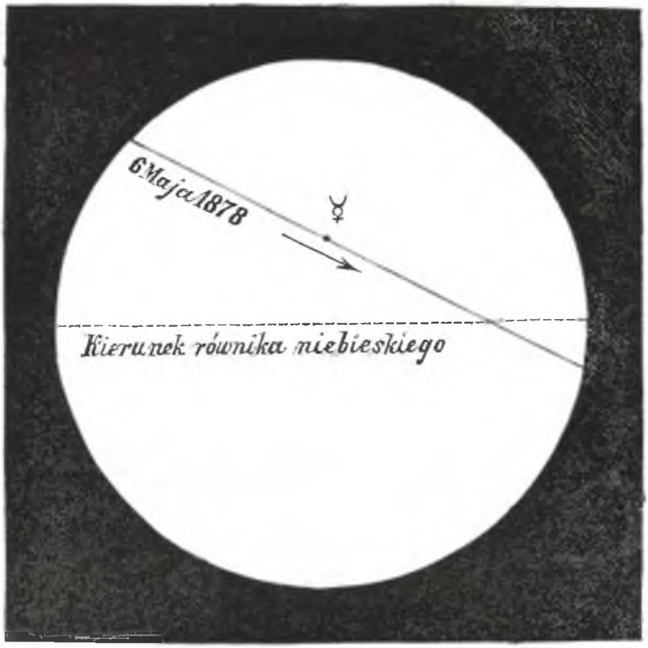


Fig. 161.

chnięcie drogi Merkurego, o którym już poprzednio (us. 174) była mowa, a mianowicie, że ruch jego punktu przysłonecznego szybszy jest o 40″ na 100 lat, aniżeli rachunek wpływów grawitacyi wykazuje. To naprowadziło wzmiankowanego astronoma do przypuszczenia, dotychczas jeszcze niesprawdzonego, istnienia małych planet między Merkurym i słońcem.

WENUS.

181. Wenus, jako najświetniejsza ze wszystkich gwiazd na sklepieniu nieba widzialnych, oddawna już znana była jako «gwiazda poranna» lub «wieczorna», gdyż ukazuje się albo przed wschodem słońca, albo po jego zachodzie. Zdaje się, że, przed odkryciem jéj prawdziwego ruchu, w odległéj starożytności uważano ją za dwie oddzielne gwiazdy; ranny jéj objaw zwano «Phosphorus», wieczorny zaś «Hesperus». Blask jéj jest w pewnych razach tak silny, że w dzień przy słońcu może być gołym okiem widziana. Przez lunetę spostrzegana, Wenus przedstawia zawsze tarczę w części tylko oświetloną, co, jak widziéć można na fig. 124-éj (str. 181),

zależy od jéj położenia względem słońca; w wyjątkowych tylko razach, kiedy przechodzi przed tarczą słońca, widać ją na jasnym tle téjże tarczy jako czarną okrągłą kulę.

Dla dokonania całkowitego obiegu po swéj drodze około słońca potrzebuje Wenus 224 dni 16 g. 49 m. 8 sek., t. j. około 7 miesięcy. Jeżeli jednak wyobrazimy sobie początek téj drogi w chwili złączenia dwu planet, Wenery i ziemi, wtedy po 7 miesięcznym czasie Wenus, wróciwszy do tego samego punktu swéj drogi, już tu ziemi nie zastanie; będzie ona bowiém przeszło o pół swego obiegu daléj, t. j. po przeciwnéj stronie słońca, tak iż Wenus, jako bieżąca małoco prędzéj, potrzebować będzie przeszło 12 miesięcy, aby dogonić ziemię do nowego złączenia. Dlatego obieg synodyczny, między dwoma złączeniami, wynosi dla Wenery $19\frac{1}{2}$ miesięcy, t. j. dni 583. Połowę prawie tego czasu przebywa planeta na zachodniéj stronie słońca, resztę na wschodniéj. Te dwa główne okresy biegu Wenery wyobrażone są na fig. 162-éj, przedstawiającéj położenia ziemi

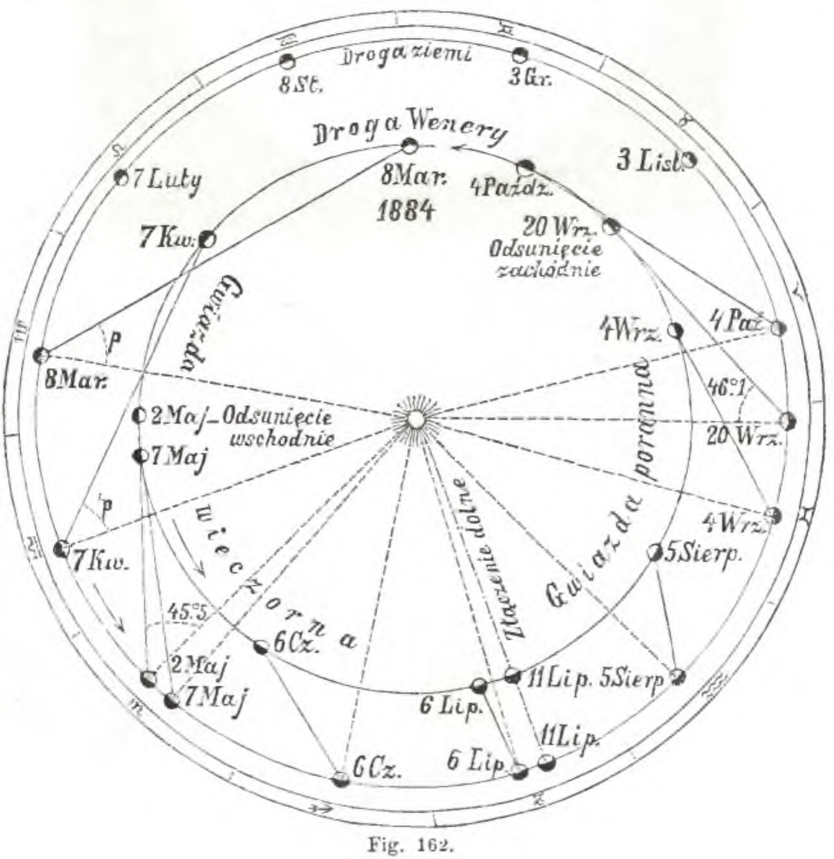


Fig. 162.

i Wenery na ich drogach co 30 dni w roku 1884. Łącząc każde położenie ziemi z odpowiednim położeniem Wenery liniją ciągłą, ze słońcem zaś liniją przerywaną, otrzymujemy dla każdéj pozycyi różny kąt *p*, o który planeta jest odległa od słońca. Zaczynając od położenia 8-go marca, widzimy kąt *p* zwiększający się stopniowo aż do 2 maja, kiedy przypada największe odsunięcie wschodnie planety; widać ją wtedy o 45⁰,5 na wschód od słońca, t. j. po lewéj jego stronie. Gwiazda wtedy zowie się «wieczorną», bo pokazuje się jednocześnie prawie z zachodem słońca, i około 3 godzin po jego zachodzie świeci tak, że podczas zupełnéj ciemności obserwowana być może. Daléj stopniowo zaczyna się codzień zbliżać do słońca, kąt jéj odsunięcia *p* staje się mniejszym, jak to widzimy w dniach 7 maja i 6 czerwca; w d. 6 lipca Wenus już jest obok słońca i prawie razem z nim zachodzi; 11 lipca nakoniec kąt *p* staje się równym zeru, t. j. Wenus całkiem znika z oczu, górując w téjże saméj chwili, co i słońce. — W połowie prawie drogi od odsunięcia do złączenia, t. j. w piérwszych dniach czerwca, blask planety jest najsilniejszy. Nie pochodzi on właściwie od fazy oświetlenia, gdyż w punkcie elongacyi jest połowa tarczy oświetlona, a tu zaledwie ćwierć, ale raczéj od zbliżenia się do ziemi; w dalszym zaś biegu, mimo ciągłego zbliżania się, blask planety słabnie, bo już wtenczas bardzo wąski sierp małą ilość światła odbija. — Przez całą piérwszą połowę r. 1884 Wenus zjawia się jako gwiazda wieczorna, w lipcu około złączenia znika zatopiona w promieniach słońca, ale już w d. 5 sierpnia (fig. 162) widzimy ją znowu, kąt *p* jednak ma położenie odwrotne, t. j. planeta jest z zachodniéj strony słońca na prawo od niego. Wschodzi ona wtenczas nad ranem, wyprzedzając wschód słońca, jako gwiazda «poranna», czyli «jutrzenka». Około 20 sierpnia jest w największym blasku, tak iż ją podczas wschodu słońca jeszcze widziéć można gołym okiem, nakoniec w dniu 20 września dochodzi do największego zachodniego odsunięcia 46⁰,1 (str. 181) i na 3 godziny przed słońcem wschodzi podczas zupełnie jeszcze ciemnéj nocy. Zmniejszanie się dalsze kąta *p* zbliża znowu planetę ku słońcu aż do jéj górnego złączenia, przyczym faza oświetlenia zwiększa się przy jednoczesnym zmniejszaniu się średnicy pozornéj.

Średnia odległość Wenery od słońca wynosi 14,58 milijona mil i z powodu postaci drogi, bardzo zbliżonéj do koła, zmienia się tylko nieznacznie, gdyż mimośród jéj drogi = 0,00684; stosunek odległości największéj i najmniejszéj jest 14,5 : 14,3. Ale odległość Wenery od ziemi jest bardzo zmienna: w chwilach złączenia dolnego Wenus zbliża się nieraz do 5 milijonów mil; jest to po księżycu najmniejsza odległość, na jaką planeta do ziemi zbliżyć się może; w złączeniu górnym oddala się do 35 milijonów mil. Tym różnicom w odległości odpowiadają i różnice śre-

dnicy pozornéj, zmieniającéj się od 9'',5 do 65'',2, skąd obliczony prawdziwy rozmiar średnicy wynosi 1715 mil g.; jest on więc małoco mniejszy od rozmiaru średnicy ziemi.

Masa Wenery jest $\frac{1}{412150}$ masy słońca, czyli 0,79 masy ziemi, a gęstość wynosi 0,81 gęstości ziemi; jéj wielkość jest najbliższa wielkości ziemi.

Przez lunetę widziana, Wenus przedstawia tarczę w mniejszéj lub większéj części oświetloną, silnie bardzo błyszczącą, tak że oko swym blaskiem razi i dla przypatrzenia się jéj szczegółowego potrzeba nieraz użyć szkła przyciemniającego. Plamy, jakie na niéj widać, doprowadziły do określenia jéj ruchu obrotowego, odbywającego się w ciągu 23 g. 21 m. Trudność ścisłego oznaczenia ruchu tych plam czyni tę daną jeszcze niepewną, mimo tego, że ona przez paru różnych spostrzegaczy i w różnych czasach była tak podana. Przy stosunkowo niewyraźnych konturach plam, jak je na fig. 163-éj i 164-téj widzieć można, i łatwem złudzeniu

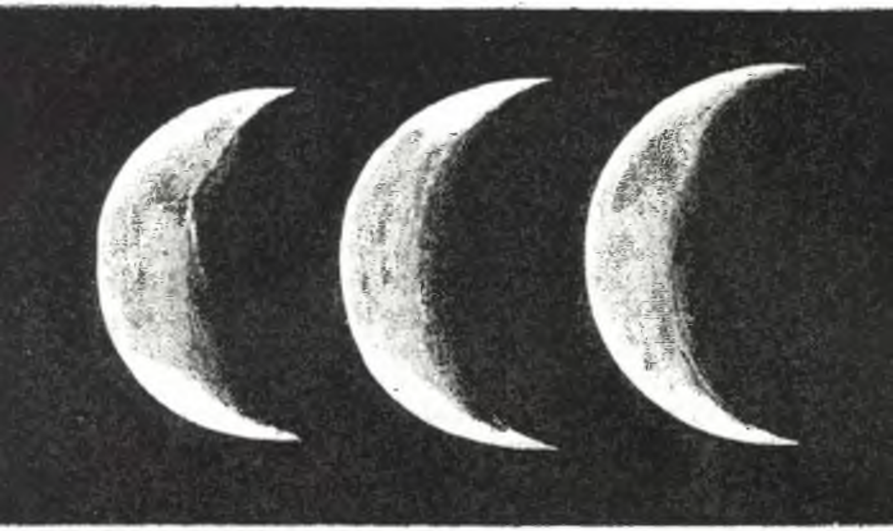


24 maja r. 1871. 30 lipca r. 1871. 3 list. r. 1871. (Vogel.)

Fig. 163.

oka, pewne zmiany, codzień spostrzegane, mogą się powtarzać w okresach dziennych spostrzeżeń i czynić wrażenie prawdziwego obrotu; kiedy tymczasem będą one w rzeczywistości tylko odbiciem czasów obserwacyj, t. j. długości dnia ziemskiego. Prawdopodobniéj plamy Wenery są utworami otaczającéj planetę atmosfery, co już dawniéj Herschel przypuszczał, a Vogel w ostatnich latach ścisłymi spostrzeżeniami potwierdza. Rozbiór widmowy światła Wenery daje prążki prawie nie różniące się od prążek widma słonecznego, niekiedy jednak wzmocnione, jakby wytworzone przez silniejszą absorbcyją. Obcych prążek wprawdzie nie widać, coby prowadziło do przypuszczenia, że światło słońca odbija się

wprost od powierzchni planety i niezmienione wraca do nas. Bezpośrednie jednak spostrzeżenia dowodzą stanowczo istnienia atmosfery na



R. 1881: 22 mar. godz. 6. 26 mar. godz. 7. 28 mar. godz. 6½. (Denning).
Fig. 164.

Wenerze, w takiéj zaś bliskości słońca zmiany ciepła pozwalają przypuszczać zgęszczanie się pierwiastków, atmosferę składających, na utwory, odpowiadające naszym ziemskim chmurom i przedstawiające się jako plamy. Jeżeli skład téj atmosfery jest podobny do składu naszéj ziemskiéj, to obcych prążek w widmie nie będzie, choć te same słoneczne wzmocnione być mogą.



Fig. 165.

Podczas ostatniego przejścia Wenery przed tarczą słońca w roku 1882, Vogel w Potsdamie, obserwując zjawisko w chwili, kiedy większa połowa tarczy planety już była na słońcu widzialna, spostrzegł obrączkę jasną, dokończającą niejako widzialną połowę (fig. 165). Obrączka ta pochodzić może tylko od załamania promieni słońca w atmosferze, otaczającéj kulę Wenery.

Wyobraźmy sobie bowiém na figurze 166-éj Wenus W, widzianą z punktu na ziemi Z tak, że połowa jéj, objęta promieniami cZ i Za', jest na

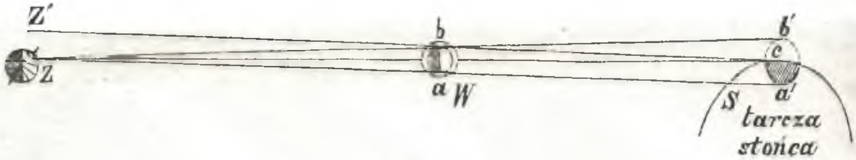


Fig. 166.

tle tarczy słonecznéj. Gdyby planeta nie miała atmosfery, promienie słońca, tak położone jak c, b, idąc po linii prostéj cbZ', nie doszłyby do oczu spostrzegacza w punkcie Z; załamane jednak w atmosferze w b dochodzą w kierunku bZ, dając obraz całego obwodu $a'b'$, objętego promieniami widzenia Zb' i Za'. Podobne zjawisko obserwowano już niejednokrotnie w bliskości złączeń dolnych, kiedy wąski już bardzo sierp planety przechodzi daléj za połowę jéj obwodu, a nawet otacza wąską smugą światła prawie całą ciemną stronę. Z granic rozszérzania się tego światła po atmosferze Wenery na podobieństwo ziemskiego zmierzchu obrachowano, że załamywanie tam światła jest daleko silniejsze od załamywania przez powietrze i że atmosfera Wenery musi być znacznie gęstsza od atmosfery ziemskiéj, z czym jest w zgodzie wspomniane powyżéj wzmocnienie prążek widma. — Za tą gęstością i zarazem obszernością atmosfery przemawia jeszcze jeden fakt szczególny, mianowicie, że średnica pozorna Wenery podczas jéj przechodzenia przed słońcem wydaje się o $\frac{1}{26}$ mniejsza od średnicy mierzonéj w zwykłym oświetleniu, tak iż stosunek tych średnic jest $16'',90 : 17'',55$. Ponieważ tak wielkiego błędu w mierzeniu przypuszczać nie można, przeto Auwers wnosi, że ograniczenie widzialnéj zwykłym sposobem tarczy Wenery przez promienie słońca ma miejsce nie na jéj powierzchni, ale w warstwie kilkumilowéj atmosfery, przez co tarcza wydaje się większą. —

Od opisanych zjawisk należy odróżnić blade oświetlenie ciemnéj części tarczy Wenery, jakie niejednokrotnie widziano wtedy, kiedy sierp jéj świetlny już jest bardzo wąski. Trudno przypuścić, aby światło to pochodziło od oświetlonéj ziemi, tak jak popielate światło księżyca po nowiu (us. 117); prędzéj przypisują je fosforescencyi, choć i to przypuszczenie nie jest wcale stwierdzone. Vogel bowiém i Lohse widzieli to łagodne światło, rozszérzające się tylko do pewnéj odległości od granicy światła słonecznego (fig. 163, prawa); prędzéj więc ono przemawia za refrakcyją, tak daleko sięgającą z powodu gęstéj i grubéj atmosfery. —

Podobnie jak czas obrotu Wenery, z ruchu plam wyprowadzony, nie jest pewny, tak i dotychczasowe dane, odnoszące się do innych elementów

fizycznych, mają tylko pewne za sobą prawdopodobieństwo. Jeżeli podane przez Schröter'a nachylenie równika do płaszczyzny drogi wynosi istotnie 72°, to wtedy zmiany pór roku, bardzo krótkich, powinnyby być gwałtowne. Widzimy to położenie na fig. 167-éj (nie potrzebującéj bliższego objaśnienia), z któréj oczywiście przekonać się można, że to półkula północna, to znowu południowa jest wprost na słońce wystawiona, lub całkiem go pozbawiona; bliskość jednak słońca, dającego prawie dwa razy więcéj ciepła i światła, niż na ziemi, przy stosunkowo gęstszéj atmosferze, musi bardzo łagodzić te zmiany. —

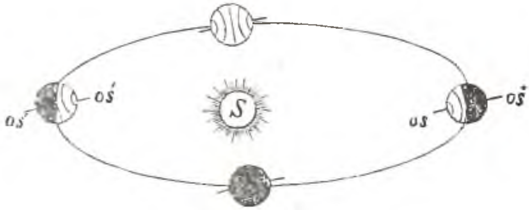


Fig. 167.

Kwestyja istnienia księżyca Wenery była niejednokrotnie poruszana z powodu pewnych błyszczących punktów, jakoby na jéj ciemnéj powierzchni spostrzeganych. Te błyszczące punkty w dużych lunetach, w rzeczywistości tylko odbicia światła od okrągłych powierzchni szkieł, już nieraz bywały powodem złudzeń, i tu prawdopodobnie innego znaczenia nie mają. Nie podobna bowiém przypuścić, aby, przy dzisiejszych silnych teleskopach, przy częstym badaniu planety i jéj przejść przed słońcem, nie dostrzeżono choćby bardzo małego ciała, które, szczególniéj w chwilach przejść, również jako czarny punkt na tarczy słonecznéj mogłoby być widoczne.

182. Przejścia Wenery przed tarczą słońca nie różnią się pod względem ogólnych objawów od takichże przejść Merkurego, choć mają daleko doniośléjsze znaczenie. Są one znacznie rzadsze, aniżeli przejścia Merkurego. Powody téj rzadkości, jakotéż warunki możliwości tych zjawisk dadzą się wyrozumieć z fig. 168-éj. Pochyłość drogi Wenery wynosi 3° 23′ 35″; nie przy każdym więc złączeniu dolnym przejście nastąpić może, ale tylko wówczas, kiedy trzy ciała: słońce, Wenus i ziemia znajdą się na jednéj linii prostéj, łączącéj ich środki, t. j. na linii węzłów ZSZ″, lub bardzo blisko niéj. Przy małym nachyleniu drogi sądzićby należało, że te przejścia równie często się zdarzą jak Merkurego; nie należy jednak spuszczać z uwagi małéj odległości Wenery od ziemi podczas złączenia, wskutek czego nachylenie drogi widzimy pod kątem znacznie większym, niż u odleglejszego Merkurego, tak iż wystarcza 1° 49′ odległości Wenery od węzła, aby już ona przeszla pod słońcem lub nad nim, nie będąc wcale w złączeniu widzialną. Dlategoto owe przejścia są rzad-

kie i rachunek obiegów wykazuje, że całkowity okres przejść wynosi 243 lata, podczas których 4 przejścia mają miejsce w odstępach lat $105\frac{1}{2}$, 8,

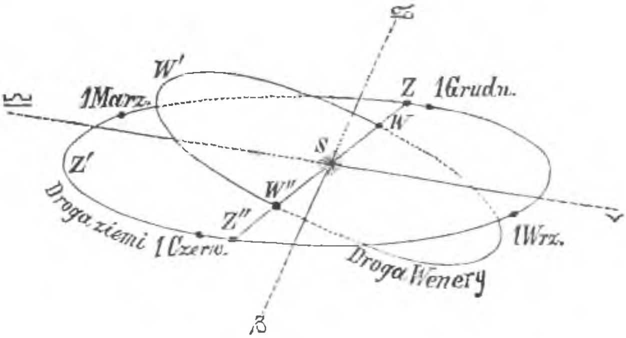


Fig. 168.

$121\frac{1}{2}$, 8. Długość węzła Wenery wynosi 75° 19′ 52″; przypada on więc w téj saméj stronie nieba, w któréj ziemia na swéj drodze znajduje się w piérwszych dniach grudnia i w piérwszych dniach czerwca, jak to na fig. 158-éj jest przedstawione sposobem gieometrycznym, na fig. zaś 168-éj w perspektywie; przejścia więc tylko w tych dwu miesiącach mogą miéć miejsce.

Piérwsze przejście od czasu używania lunet spostrzegano w r. 1639, potym nastąpiły 2 przejścia w XVIII wieku:

d. 6 czerwca r. 1761 i d. 3 czerwca r. 1769;

w bieżącym wieku również były dwa:

d. 8 grudnia r. 1874 i d. 6 grudnia r. 1882;

następne przypadną dopiéro:

d. 7 czerwca r. 2004 i d. 5 czerwca r. 2012.

W czasach przejścia, t. j. w złączeniach dolnych, jak to powyżéj było już wspomniane, Wenus najwięcéj zbliża się do ziemi, a wskutek tego paralaksa jéj wypada wtedy największa. Jeżeli jeszcze uwzględnimy to, że znane rozmiary tarczy słonecznéj pozwalają na bardzo ścisłe z różnych punktów ziemi oznaczenie cięciwy, po któréj pozornie Wenus przechodzi, to przyjdziemy do wniosku, że tarcza słońca da nam tło daleko dogodniejsze od tła nieba do oznaczenia paralaksy Wenery i jéj odległości od ziemi. 3-cie zaś prawo Keppler'a określa ściśle zależność czasów obiegu Wenery i ziemi od ich odległości; z oznaczeniem przeto tym sposobem paralaksy Wenery łączy się możność bardzo ścisłego obliczenia paralaksy słońca, która, jak wiemy (us. 91), z powodu swéj małości, nie może być bezpośrednio dokładnie znaleziona.

Na to znaczenie zjawiska przejścia piérwszy zwrócił uwagę Halley w r. 1677. Od tego czasu zdarzyły się już 4 przejścia, t. j. w latach 1761, 1769, 1874 i 1882 i wszystkie w powyższym celu były obserwowane. Dla tych spostrzeżeń przez różne państwa były wysyłane kosztowne wyprawy naukowe do tych miejsc kuli ziemskiéj, z których zjawisko całe najlepiéj widziane być mogło. Aby otrzymać ścisłe rezultaty, przedsiębrano wcześnie możliwe ostrożności, tak pod względem naukowego przygotowania spostrzegaczów, jakotéż i pod względem wyboru miejsc. Ekspedycyje wysyłane w tym celu, opatrzone najlepszymi narzędziami, wyznaczały naprzód z całą ścisłością położenie punktu spostrzeżeń, aby miéć pewną podstawę, do któréj złudzenie paralaktyczne się odnosi, a następnie obliczyć paralaksę poziomą, to jest odniesioną do promienia ziemi. Mimo różnych metod wykonania samego spostrzeżenia, zasada wyznaczania paralaksy słońca jest taż sama i da się streścić w sposób następujący.

Jeżeli wyobrazimy sobie dwu spostrzegaczów w dwu punktach ziemi a i b (fig. 169), patrzących jednocześnie na Wenus W, przebiegającą

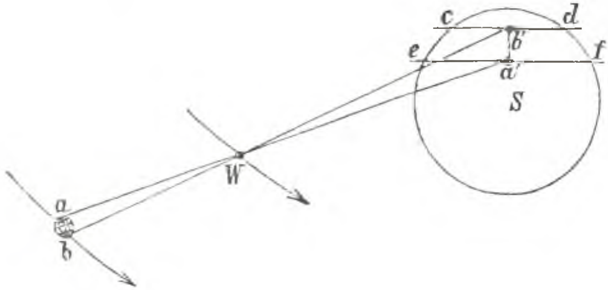


Fig. 169.

przed słońcem S, to każdy z nich widziéć będzie drogę jéj jako cięciwę tarczy słonecznéj — ale nie tę samę cięciwę. Z punktu a droga przedstawi się jako linija $ea'f$, z punktu zaś b jako $cb'd$; odległość w łuku tych dwu cięciw, $a'b'$, z ziemi widziana, da się łatwo obrachować ze znanych rozmiarów tarczy słonecznéj. Z dwu zaś trójkątów abW i $a'b'$W mamy

$$bW : b'W = ab : a'b'.$$

Jeżeli odległość ziemi od słońca przyjmiemy za jednostkę, to odległość Wenery, według 3-go prawa Keppler'a, będzie $b'W = 0{,}723$, a więc $bW = 1 - 0{,}723 = 0{,}277$; zatym

$$ab : a'b' = 0{,}277 : 0{,}723, \text{ a więc}$$

$$a'b' = \frac{0{,}723}{0{,}277}\, ab = 2{,}60 \,.\, ab.$$

W chwili więc spostrzeżenia odległość cięciw, *a'b'*, z ziemi widziana, będzie 2,60 raza większa od odległości *ab*, widzianéj z takiegoż oddalenia, t. j. ze słońca. Jeżeli przeto wartość *a'b'*, z obserwacyj dwu spostrzegaczów otrzymaną, podzielimy przez 2,60, to dowiemy się, pod jakim kątem ze słońca widać odległość *ab*, dzielącą ich od siebie na ziemi, czyli otrzymamy paralaksę słońca, odniesioną do podstawy *ab*, którą zapomocą prostego rachunku odnieść można do promienia ziemi, skoro odległość spostrzegaczów, *ab*, jest ściśle oznaczona.

W powyższym objaśnieniu pominęliśmy liczne szczegóły, które wprawdzie głównéj jego zasady nie wstrząsają, ale rachunek sam czynią bardzo złożonym. I tak, odległości względne dwu planet, 1 i 0,723, są średnie i wyrażają stosunek wielkich osi elips; ale w chwili przejścia są inne i muszą być ściśle według praw Keppler'a obliczone. Następnie pominęliśmy ruch podwójny ziemi, który również winien być uwzględniony w rachunku, jeżeli długość cięciw przez czas trwania przejścia oznaczamy. Wykonanie zresztą samych spostrzeżeń z tą ścisłością, jakiéj to zadanie wymaga, nie okazało się łatwym zaraz od najpiérwszego obserwowanego przejścia w r. 1761. Podczas następnych przejść starano się poprawić zarówno narzędzia jak i sposoby obserwowania, tak iż ostatnie przejście w r. 1882 zastało astronomów uzbrojonych przeciwko wszystkim niedogodnościom, z poprzednich doświadczeń znanym. W Europie tylko początek zjawiska w r. 1882 był widzialny, t. j. wejście planety przed samym zachodem słońca; pora zimowa w nielicznych tylko miejscowościach dozwoliła poczynić dokładne spostrzeżenia. Główne zaś wyprawy naukowe rozmieściły się w Ameryce, od Bostonu aż do Ziemi Ognistéj, gdzie cały przebieg przejścia, blisko 6 godzin trwać mający, w wygodnych warunkach mógł być widziany.

Trzy metody głównie były używane podczas spostrzeżeń, aby im zapewnić dokładność i możność sprawdzenia jednych zapomocą drugich.

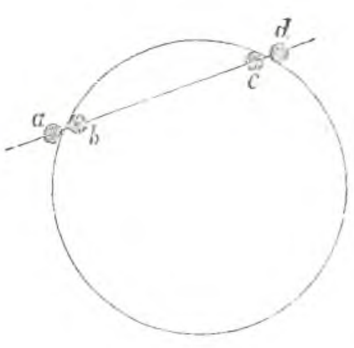


Fig. 170 A.

1) Metoda zetknięć polega na oznaczeniu chwili, w któréj brzeg planety styka się gieometrycznie z brzegiem słońca, mianowicie oznacza się: przy wejściu planety dwie chwile zetknięcia, zewnętrznego i wewnętrznego (*a* i *b* fig. 170 A), i takież same dwie chwile przy wyjściu (*c* i *d* fig. 170 A). Następnie z czasu trwania zjawiska oblicza się długość cięciwy przejścia. Fig. 170 B przedstawia naturalne położenie cięciw przejść w r. 1874 i 1882. Linije ciągłe wyobrażają drogę środka

Wenery tak, jakby ją ze środka ziemi widać było; linije zaś przerywane oznaczają tęż drogę, widzianą z dwu końców osi ziemskiéj. Odległość łukowa każdéj pary linij przerywanych jest jak wiemy 2,60 raza większa od paralaksy słońca, odniesionéj do osi ziemi, a więc 5,20 raza większa od paralaksy pozioméj, odnoszonéj, jak wiadomo (us. 89), do promienia. Ponieważ odległość łukowa cięciw oblicza się z różnicy ich długości, przeto łatwo wnieść o trudności tego zadania choćby z tego, że długości cięciw na rysunku (mimo, dla uwydatnienia, nieco powiększonéj ich odległości) tak mało się od siebie różnią.

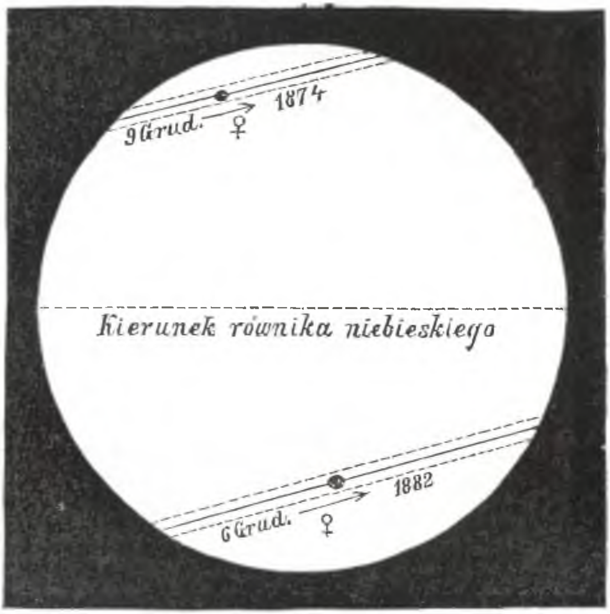


Fig. 170 B.

Przy użyciu metody zetknięć zachodzi nieraz ważna przeszkoda. Tarcza Wenery, podobnie jak i tarcza Merkurego przy podobnéj okoliczności, nie przedstawia w chwili zetknięcia czystego koła, ale, wskutek wpływów załamywania światła w saméj lunecie, jeszcze przez czas jakiś po gieometrycznym zetknięciu połączona jest z brzegiem słońca ciemnym mostkiem (goutte noire), który przeszkadza oznaczeniu chwili styczności. Fig. 171-sza przedstawia

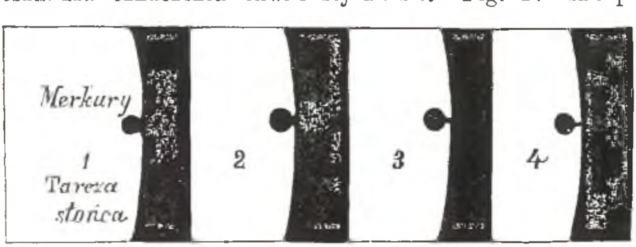


Fig. 171.

obraz tego złudzenia w czterech kolejnych chwilach podczas przejścia Merku-

rego w roku 1868. Doświadczenia praktyczne, odbywane nad tym zjawiskiem przez astronomów paryskich, Wolfa i André'go, znacznie objaśniły jego powody fizyczne. Zjawisko to podczas poprzednich przejść Wenery było przyczyną znacznych różnic w rezultatach. W r. 1882 jednak, tak wskutek owych wyjaśnień, jak i udoskonalenia lunet, chwile zetknięć już daleko dokładniéj oznaczyć się dały.

2) Druga metoda polega na mierzeniu odległości łukowéj planety od brzegu słońca przez cały czas przejścia w pewnych oznaczonych chwilach i obrachowaniu z tych odległości prawdziwéj wielkości cięciwy. Narzędzie, do tego celu służące, zowią h e l i j o m e t r e m. Nazwa ta pochodzi stąd, że przyrząd ów służy do regularnego mierzenia średnicy pozornéj słońca, tak koniecznéj do poznania prawdziwéj postaci drogi ziemskiéj (us. 66); oprócz tego może on służyć do mierzenia wszelkich drobnych łuków na niebie *). W tym przyrządzie luneta FF, paralaktycznie ustawiona (fig. 172), różni się od zwykłych lunet tym, że jéj soczewka przedmiotowa D jest rozcięta na połowy. Skoro te połowy (B, B′) są ssunięte, to dwa przedmioty, np. dwie gwiazdy, przedstawiają się w ich prawdziwym położeniu jako jeden obraz *1, 2* (I). Za usunięciem jednéj połowy soczewki do położenia C, C′, tworzą się w lunecie dwa obrazy przedmiotu, wprawdzie jednakowe, ale odsunięte od siebie, tak jak *1, 2* i *3, 4* (II). Posuwając owę połowę soczewki jeszcze daléj zapomocą śruby *a*, przy okularze lunety umieszczonéj, dochodzimy do takiego oddalenia dwu obrazów, że gwiazda *3* drugiego obrazu pokrywa gwiazdę *2* obrazu piérwszego (III), i wówczas z ilości obrotów śruby, w tym celu wyznaczonéj, określa się łukową odległość obu gwiazd *1, 2.* Takimże sposobem, rozdzielając jeden obraz słońca na dwa i odsuwając je oba aż do styczności (IV), otrzymujemy dokładną pozorną średnicę słońca. Przy przejściach Wenery brzeg słońca i planeta są takimi dwoma przedmiotami; odległość ich ciągle się zmienia i szybko a pewnie powinna być mierzona. — Takimi przyrządami posługiwały się w ostatnich dwu przejściach przeważnie wyprawy niemieckie i rosyjskie, a rezultaty, za ich pomocą otrzymane, nie ustępują w dokładności otrzymywanym zapomocą metody zetknięć.

3) Nakoniec niektóre wyprawy, a szczególniéj amerykańskie i francuzkie, używały do tegoż celu przyrządów fotograficznych, zdejmując jak się dało najczęściéj obrazy całego przejścia, z których potym, przez mierzenie miarami, odpowiednimi skali fotogramów, obrachowywano również długość cięciwy przejścia. —

---

*) Do udoskonalenia helijometru, a szczególniéj do ulepszenia sposobów obserwacyi przejścia Wenery przed tarczą słońca zapomocą tego przyrządu, przyczynił się wielce niedawno zmarły prof. Prażmowski, który przez długi czas nad tym narzędziem pracował. [Mimo usilnych starań, nie można było wydostać tak rysunku jak i opisu helijometru, zbudowanego przezeń dla ekspedycyj francuskich w r. 1882.]

Rachunki, odnoszące się do paralaksy słońca z przejść Wenery otrzymać się mającéj, dotychczas nie są jeszcze ostatecznie ukończone.

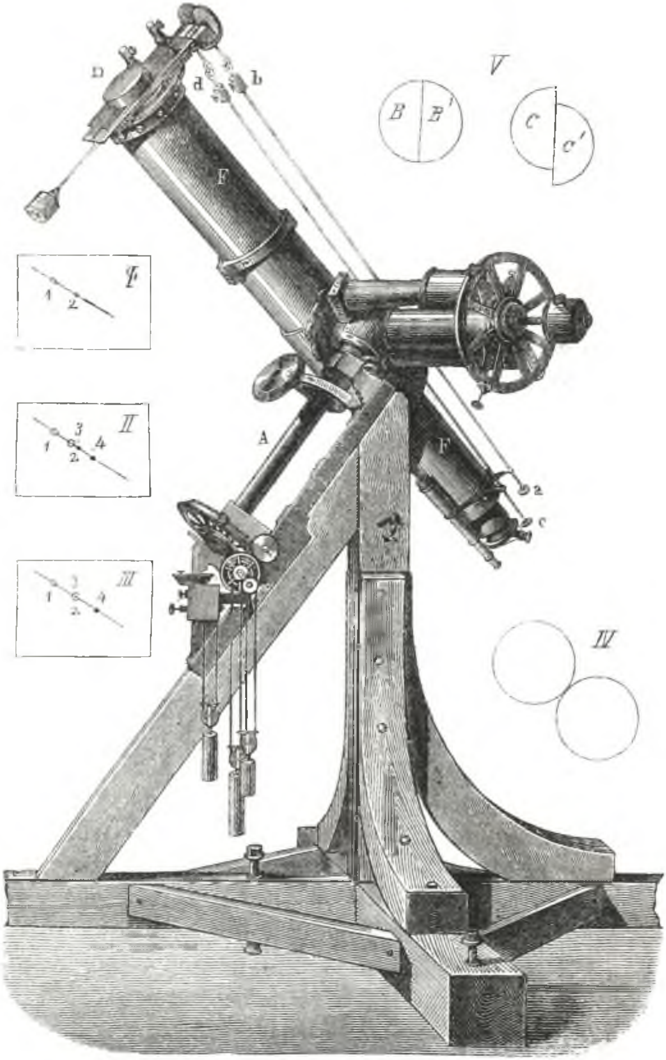


Fig. 172.
Helijometr Krolewiecki Bessel'a, roboty Fraunhofer'a.

Wartość, obrachowana przez Encke'go z przejścia r. 1769, wynosząca 8″,57, okazała się po sprawdzeniu zamałą; ponownie przeliczona przez Powalky'ego w r. 1864 wzrosła do 8″,86.

Rezultaty obserwacyj w r. 1874 wahają się z różnych stacyj, między 8'',76 a 8''88. Tę małą niepewność w paralaksie słonecznéj rozstrzygną ostatnie z r. 1882 spostrzeżenia, dodziś *) jeszcze nieobrachowane; one dopiéro, przy odpowiednim uwzględnieniu rezultatów, innymi drogami otrzymanych, mogą dać wartość téj najważniejszéj dla całego układu słonecznego miary, od któréj ostatecznego ustalenia zależy udokładnienie wszystkich odległości i rozmiarów planet.

UKŁAD MARSA

183. Mars jest czwartą skolei planetą (licząc od słońca). Droga jego okala drogę ziemi i dla tego zjawiska jego biegu różnią się nieco od zjawisk Wenery i Merkurego, których drogi wewnątrz orbity ziemskiéj się znajdują. Obieg gwiazdowy Marsa trwa 1 rok 321 dni 23 godz. 30 m. 53 sek., t. j. prawie 687 dni, a zatym niewieleco mniéj od dwu obiegów ziemi. Ta różnica w czasach obiegu dwu planet, obok siebie będących, wytwarza pewne okresy widzialności Marsa, gdy jest z ziemią po téj saméj stronie słońca, i dłuższe znacznie okresy, w których, znajdując się po przeciwnéj stronie słońca, tylko krótko przed wschodem lub po zachodzie słońca może być dostrzeżony. Ponieważ zaś z powodu swéj odleglejszéj drogi nie może się znaléść między ziemią i słońcem, przeto fazy oświetlenia jego różnią się od faz planet dolnych. Będąc o 90° od ziemi ma tak nieznaczną część tarczy nieoświetloną, iż ona odpowiada zaledwie tarczy księżyca 4-go dnia po pełni; w innych położeniach naturalnie jest prawie cały oświetlony; tarczę zatym Marsa najczęściéj okrągłą widzimy.

Stosunek dróg ziemi i Marsa przedstawiony jest na fig. 173-éj, wraz z oznaczeniem miejsc obu planet w dniu 1 każdego miesiąca w latach 1884 i 1885. Podobnie jak dla objaśnienia drogi Wenery, i tu łączymy miejsca planet odpowiednich dat linijami prostymi i prowadzimy równocześnie linije od ziemi do słońca (linije te są opuszczone na figurze, aby nie zaciemniały rysunku) i wtedy z łatwością możemy wyrozumieć właściwe położenia Marsa w każdéj porze. Początek roku 1884 zastaje obie planety w położeniu *1*, bliskim przeciwstawienia, które wkrótce, bo 1 lutego, następuje w położeniu *2*. Jest to chwila, w któréj Mars odległy jest od słońca o 180°; góruje on więc o północy i przez całą noc jest widzialny jako gwiazda piérwszorzędna czerwonawego koloru. Wkrótce ziemia szybszym biegiem wyprzedza go, w położeniach *3*, *4*,... Mars zostaje poza ziemią, kąt *p* jego oddalenia od słońca zmniejsza się tak, że w położeniu *5*, w maju, jest on prosty, t. j. Mars, odległy od słońca

*) R. 1885, lipiec.—Spółcześnie, aż do dalszego sprawdzenia, większość kalendarzy astronomicznych, przyjmuje, jako paralaksę słońca, 8'',85.

o 90°, jest w kwadraturze i góruje prawie o zachodzie słońca. Potym stopniowo zbliża się pozornie do słońca tak, że po 5 miesiącach od opozycyi,

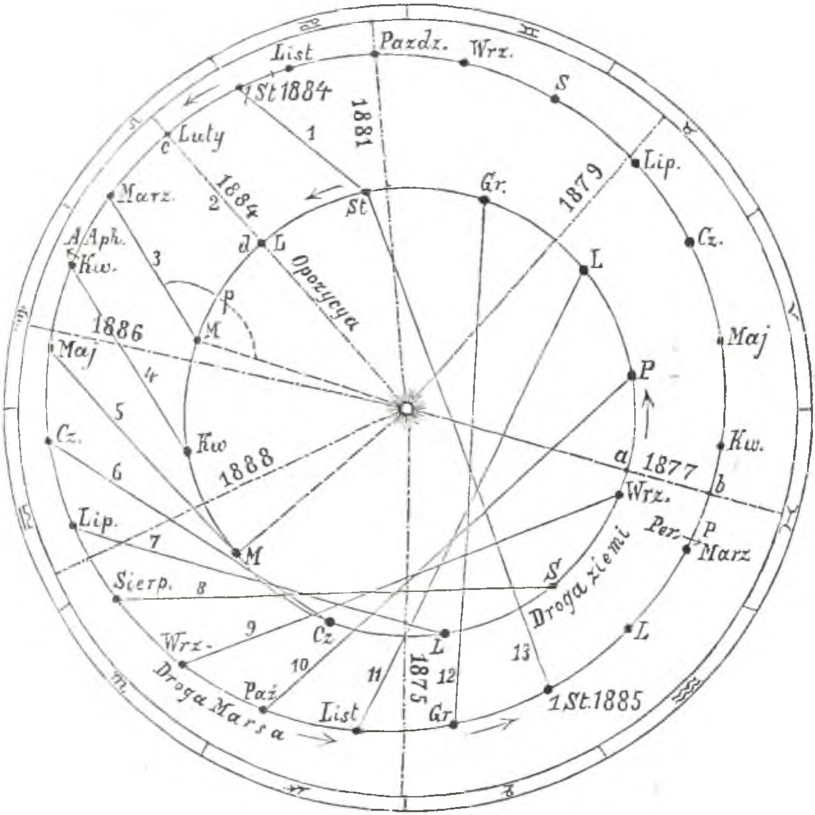


Fig. 173.

w lipcu, już tylko przez krótki czas po zachodzie jest widzialny. Nakoniec po jednorocznym obiegu ziemi, w położeniu *13*, t. j. 1 stycznia roku 1885, prawie już razem ze słońcem zachodzi, a kąt *p* jest bliski zera. Podczas drugorocznego obiegu ziemi odwrotne położenia zachodzą: po złączeniu ze słońcem w początku roku 1885 wynurza się planeta powoli na zachodniéj stronie słońca, oddalając się stopniowo i wschodząc coraz wcześniéj przed wschodem słońca, tak, że dopiéro w listopadzie r. 1885 znowu w połowie nocy góruje, zbliżając się do nowéj opozycyi. Gdyby obieg Marsa był nieco wolniejszy, ziemia po dwu obiegach, t. j. po 730 dniach, dopędzałaby go w tymże samym miejscu opozycyi; przy szybszym jednak nieco, bo wynoszącym 687 dni obiegu, ziemia potrzebuje jeszcze około półtora miesiąca, aby się z nim zrównać; następna przeto-

opozycyja przypada dopiéro 6 marca r. 1886 w miejscu, na figurze oznaczonym w znaku Panny.

Tym sposobem punkty opozycyi Marsa przebiegają stopniowo cały zodyjak i to z prędkością zmienną, co zależy od zmiennéj prędkości Marsa na drodze jego, najwięcéj po Merkurym wydłużonéj ze wszystkich dróg wielkich planet (us. 165). Wmiarę jak opozycyje zdarzają się bliżéj punktu przysłonecznego P, wzrastająca prędkość Marsa wymaga stosunkowo coraz więcéj dni, niż ich jest w dwu obiegach ziemi, aby ta ostatnia dogonić go mogła. Oznaczone na figurze linijami przerywanymi miejsca opozycyj od r. 1875 wykazują te różnice przez widoczną różność kątów między kolejnymi opozycyjami, co powoduje różnice w czasie obiegów synodyczuych, a więc w ilości dni ponad dwa obiegi ziemi, potrzebnych do zejścia się planet. W tabliczce następnéj zestawione są te różnice z lat najbliższych:

	Obieg synodyczny wynosi
od r. 1875 do 1877	2 obiegi ziemi + 77 dni = 807 dni
„ 77 „ 79	„ + 67 „ = 797 „
„ 79 „ 81	„ + 43 „ = 773 „
„ 81 „ 84	„ + 37 „ = 767 „
„ 84 „ 86	„ + 34 „ = 764 „
	Obieg synodyczny średnio = 780 dni

Tę różnicę długości obiegów synodycznych najłatwiéj właśnie wyrozumiéć na drodze Marsa, cechującéj się znacznym, bo 0,093 wynoszącym mimośrodem, a zatym i zmienną prędkością; przy innych planetach te różnice w mniejszym stopniu mają miejsce. Podawany obieg synodyczny w elementach planet należy uważać za średni; prawdziwy bowiém zmieniać się musi stosownie do miejsca, w którym opozycyja przypada. Opozycyje Marsa w ciągu lat 15 przeszło w różnych punktach całego obwodu jego drogi zdarzać się mogą.

Uwaga ta nie jest obojętna dla badania fizycznego stanu Marsa; z powodu bowiém wydłużonéj drogi odległości dwu planet w różnych punktach ich dróg są różne. Jeżeli opozycyja przypada blisko punktu przysłonecznego Marsa P, t. j. blisko punktu, w którym ziemia bywa we wrześniu (jak było w r. 1877), wtedy odległość dwu planet jest najmniejsza i badanie zapomocą lunet najkorzystniejsze: Mars wtedy jest odległy od ziemi o 7,3 milijona mil. Kiedy zaś opozycyje zdarzą się po przeciwnéj stronie jego drogi, w miejscach, gdzie ziemia bywa w lutym lub marcu (jak w latach 1884 i 1886), wtedy odległość jego od ziemi wzrasta do 12 milijonów mil, średnica pozorna w odpowiednim stosunku się zmniejsza i szczegóły powierzchni daleko trudniejsze są do rozpoznania.

Wydłużenie eliptyczne drogi Marsa jest tak znaczne, że nawet na małym rysunku, jak na fig. 173-éj, rozeznać się daje. Ono to dało Keppler'owi możność rozpoznania prawdziwéj eliptycznéj postaci dróg planetarnych i wyprowadzenia zasady zachowania pól z powodu wyraźnéj zmienności w prędkościach planety.

Odległość Marsa od ziemi zmienia się w granicach bardzo obszernych; podczas opozycyj może ona schodzić, jak widzieliśmy, do 7,3 milijona mil, kiedy przy złączeniach wzrasta do 55 milijonów mil. Stąd i średnica jego pozorna zmienia się od 6″ do 25″, co zwykłymi sposobami obliczone wskazuje jego prawdziwą średnicę, wynoszącą 914 mil gieograficznych — prawie dwa razy mniejszą od średnicy ziemi.

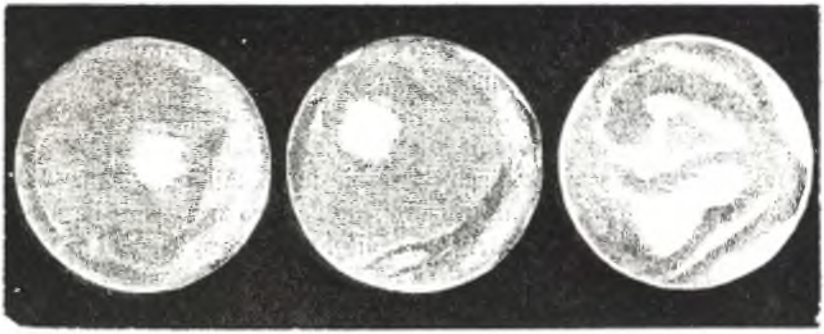
Masa jego według najnowszych obliczeń wynosi $\frac{1}{3\,093\,500}$ masy słońca, czyli 0,10 masy ziemi, a ciężar właściwy = 3,9. —

Bliskość Marsa w niektórych opozycyjach i łagodne czerwonawe jego światło pozwalają dostrzegać zapomocą lunet rozliczne nierówności jego powierzchni, czyli plamy, których obserwacyje, zbiérane starannie i krytycznie rozważane, przedstawiają materyjał nader ważny do poznania natury fizycznéj téj planety i jéj podobieństwa do ziemi.

Plamy Marsa, choć daleko mniéj wyraźne od plam słonecznych lub księżycowych, odznaczają się jednak szczególną stałością konturów, dowodząc tym, że nie są następstwem zmian atmosferycznych, i przyjęcie ich za «lądy» i «morza» jest z wielu względów usprawiedliwione. Rysunki tych plam Huygens'a z wieku XVII, zapomocą ówczesnych słabych lunet robione, w porównaniu z dzisiejszymi dowodzą, że postaci lądów i mórz nie uległy zmianie w głównych swych zarysach — tylko z udoskonaleniem lunet dokładniéj ich szczegóły zostały zbadane. Na fig. 174-éj zestawionych jest 9 widoków powierzchni Marsa, przez różnych obserwatorów i w różnych czasach rysowanych. Widzimy na nich przedewszystkim delikatne i nieściśle określone kontury plam, jakby przykrytych półprzejrzystym gazem; w środku tarczy są one zawsze nieco wyraźniejsze, przy brzegach całkiem znikają; sam ten widok naprowadza na myśl o atmosferze, otaczającéj planetę. Oprócz tego spostrzegamy, że plamy, choćby w jednym dniu, ale w różnych godzinach, widziane, nie są te same (rysunki 5 i 6, albo 8 i 9); przesuwają się one, a raczéj planeta obraca się z nimi, bo po pewnym czasie wracają znowu do tych samych miejsc tarczy. Tak np. rysunki 4 i 7 przedstawiają oczywiście tęż samę okolicę, choć różnią się w szczegółach z powodu różnicy użytych lunet.

Ten ruch plam Marsa doprowadził do oznaczenia czasu jego obrotu około osi, wynoszącego według Kaiser'a i Schmidt'a 24 godz. 37 m. 22,6 sek. Tym sposobem wykryto także położenie osi planety i nachylenie

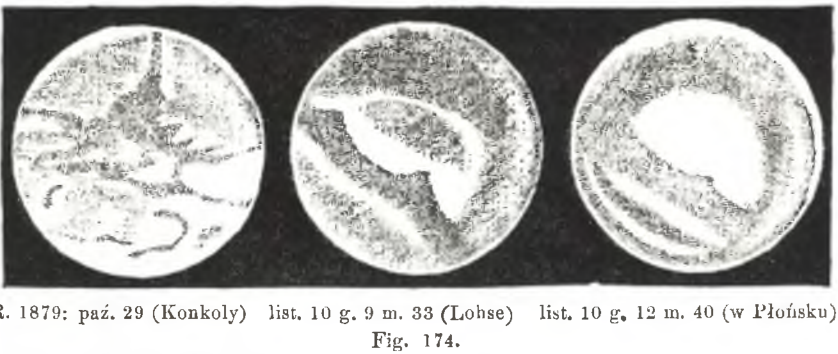
jéj do płaszczyzny drogi, równe 62° 44′; jest ono znaczniejsze od nachylenia osi ziemi (66° 33′), z czego wnosić należy, że zmiany pór roku są



R. 1871: kw. 10 (Lohse) marz. 22 (Lohse) marz. 29 (Lohse).



R. 1877: wrz. 8 (Lohse) wrz. 21 (Lohse) wrz. 21 (Weinek).



R. 1879: paź. 29 (Konkoly) list. 10 g. 9 m. 33 (Lohse) list. 10 g. 12 m. 40 (w Płońsku).

Fig. 174.

tam więcéj wybitne, niż na ziemi. Oś Marsa skierowana jest w punkt nieba, mający 350° długości, t. j. w stronę, w któréj ziemia znajduje się w dniu 10 września; jeżeli w tym miejscu przypadnie opozycyja, to wtedy biegun południowy, odwrócony ku słońcu, jest dla ziemi widzialny, a pół-

nocny zakryty. W takim położeniu był Mars podczas opozycyi r. 1877 (fig. 173) i na rysunkach 4, 5 i 6 (fig. 174), w owym czasie robionych, widzimy jego biegun południowy, odznaczający się nawet wyraźną białą plamą; rysunki zaś 1, 2 i 3, zdejmowane wtedy, gdy opozycyja r. 1871 prawie wprost po przeciwnéj stronie nieba wypadła, dają dostrzéc biegun północny, otoczony również jasną plamą.

Znajomość położenia osi Marsa i jego równika pozwala ocenić położenie pewnych jego plam względem jego długości i szerokości, tak jak lądów na kuli ziemskiéj. Mimo więc tego, że nie można objąć wzrokiem całéj powierzchni planety i że kontury plam tylko bliżéj środka tarczy są wyraźniejsze, można przez notowanie ich staranne w różnych porach ułożyć kartę całéj powierzchni, sprawdzając ciągle podczas układania stałość pewnych konturów dla odróżnienia ich od plam zmiennych, pochodzących ze zmian atmosferycznych, jakie niejednokrotnie na Marsie udało się rozpoznać.

Taka karta Marsa była naprzód ułożona przez W. Herschel'a, późniéj Beer i Mädler dopełnili ją w r. 1830. Następnie prace Secchi'ego i Kaiser'a dodały jeszcze nowe szczegóły, które wraz z dawniejszymi znajdują się na karcie Proctor'a. Podczas opozycyi w r. 1877 Schiaparelli w Medyjolanie, przy dogodnych warunkach włoskiego nieba, znacznie udoskonalił prace swych poprzedników i z własnych spostrzeżeń ułożył kartę Marsa, w ogólnych rysach zarówno zgodną z dawną kartą Proctor'a, jak i z nowo opracowaną z lat 1877—79 w Potsdamie przez Lohse'go. W szczegółach i dokładności przewyższa ona obie wzmiankowane, co zarówno ścisłości spostrzegacza, jak i przejrzystości tamtejszego powietrza przypisać należy.

Dwojakiego rodzaju plamy dostrzéc można na Marsie; jedne są barwy ciemnéj, szaro-zielonawéj, i te uważane są za przypuszczalne «morza», drugie, czerwonawe, jaśniejsze są prawdopodobnie «lądami». Niekiedy kontury lądów, już poprzednio oznaczone, bywają naraz zakryte plamami jaśniejszymi, silnie odbijającymi światło słońca, i te, przetrwawszy czas jakiś, znikają, odkrywając znowu znane kontury lądów. W. Herschel już plamy te uważał za «chmury», zawieszone w atmosferze, otaczającéj planetę. Podobną plamę widział Schröter i ta miała szybkość, wyprzedzającą ruch obrotowy Marsa; była więc utworem niezwiązanym z jego powierzchnią. Mädler, Dawes i wielu innych zgodnie utwory te za chmury uważają. Schiaparelli w r. 1877 widział jednę i tęż samę okolicę trzy razy zakrywaną i odkrywaną przez chmury.

Utwory te wyraźnie świadczą o obecności tam atmosfery, podobnéj do ziemskiéj, a potwierdzenie tego mniemania na innéj drodze znajdujemy w spostrzeżeniach spektralnych. Widmo światła Marsa, według Rutherfurd'a, Huggins'a i Vogel'a, prócz zwykłych słonecznych prążek

zawiéra w sobie te prążki absorbcyjne, jakie w świetle zachodzącego słońca na ziemi widziéć się dają, a które przypisujemy obecności pary wodnéj w powietrzu. Prążki te, w widmie atmosfery ziemskiéj rozmieszczone głównie w końcu czerwonym, i w widmie Marsa w tychże samych miejscach się znajdują, stwierdzając swą obecnością powyższe wnioski o istnieniu tam pary wodnéj, a tymsamym chmur, lub śniegu, wogóle utworów kondensacyi wody. Przy tych warunkach, tak wielostronnie stwierdzonych, plamy białe na biegunach, widoczne i silnie błyszczące, mogą pochodzić od nagromadzonych tam śniegów, jak większość astronomów przypuszcza.

Ponieważ nachylenie osi Marsa winno wytwarzać tak jak i na ziemi pory roku, zrobione więc powyżéj wnioski powinny znaléść i z téj strony potwierdzenie w spostrzeżeniach. I w saméj rzeczy, zauważono, że plamy śniegów biegunowych zmniejszają się znacznie w porze panowania tam lata na jednéj półkuli, kiedy na drugiéj w ciągu zimy rozszérzają się; prócz tego, i to już dawno dostrzegano, że w porach letnich ilość chmur, zasłaniających lądy, jest znacznie mniejsza.

Fakty te, wskazujące podobieństwo warunków fizycznych Marsa z takiemiż warunkami ziemi, nie są bynajmniéj w sprzeczności z powyżéj zrobioną wzmianką, że silniejsze nachylenie jego osi winnoby wytwarzać tam jaskrawsze różnice w temperaturze pór roku, niż na ziemi i dłuższych od nich, gdyż trwających, każda po 6 miesięcy prawie. Różnice te jednak osłabiają się znacznie rozkładem tamtejszych lądów, różniących się wiele od lądów kuli ziemskiéj. Rozkład ten w ogólnych rysach przedstawiony jest na fig. 175-éj. podług ostatnich spostrzeżeń Schiaparelli'ego.

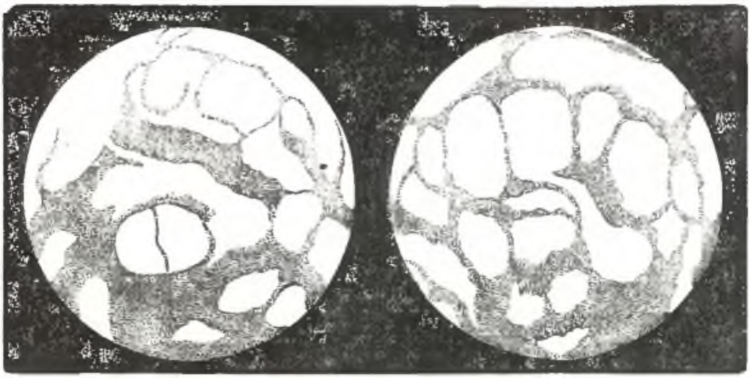


Fig. 175.

Miejsca jaśniejsze oznaczają lądy, ciemniejsze zaś morza. Nie widać tu wielkich lądów ziemskich i wielkich oceanów, lecz przeciwnie większość lądów stanowią wyspy, porozdzielane «kanałami», mniéj lub więcéj sze-

rokimi. Największy obszar morza spostrzegamy przy widocznym biegunie południowym, a na nim trójkątny płat śniegu (r. 1877), odróżniający się silnym blaskiem od sąsiednich lądów. Ten rozdział wód ma wpływ łagodzący zmiany ciepła słonecznego i przedstawia położenie podobne do ziemskich klimatów miejsc, nad morzami położonych.

Więcéj szczegółowy rozkład wód na Marsie przedstawia karta półkuli południowéj (fig. 176) podług spostrzeżeń Schiaparelli'ego, do r. 1882



Fig. 176.

czynionych, z nazwami miejscowości, przez tegoż badacza ponadawanymi. Największe zbiorowisko wody widzimy około bieguna; jest to «morze Południowe», przerwane tylko płatem śniegu, który nie zakrywa właściwie bieguna, ale jest nieco od niego odsunięty. Przypomina to warunki ziemi, na któréj znany punkt największego zimna przypada dość daleko od bieguna, bo w północno-wschodniéj Azyi. Topnienie tych śniegów latem, t. j. ich zmniejszanie się, widziane przez teleskop, przeciąga się według Hall'a do dwu miesięcy po czasie największego ciepła w przesileniu letnim, podobnie jak na ziemi, gdzie wogóle najwyższa temperatura nie przypada podczas przesilenia w czerwcu, ale odsuwa się do lipca i sierpnia.

Wmiarę oddalenia od bieguna ilość lądów zwiększa się; przedstawiają one wyspy, porozdzielane kanałami. Przeważający kierunek tych kanałów (jak widać i na fig. 175) jest z południo-wschodu ku północo-zachodowi; podobny kierunek wiatrów stałych (czyli pasatów) na ziemi wytworzony jest przez obrót kuli ziemskiéj; czy i na Marsie ukształtowanie podobne prądów morskich nie jest w zależności od tegoż prawa obrotu, nie można dziś rozstrzygać.

Szerokość niektórych mniejszych kanałów, jakie na lądach «Zephyria» i «Aeolis» widzimy, dochodzi według Schiaparelli'ego zaledwie do 70—80 kilom.; czym one właściwie są, nie wiemy; nazwa «kanałów», dana im dla ich postaci, nie upoważnia do mniemania, aby koniecznie wodę w sobie zawiérały. Ilość ich jest wielka na całéj powierzchni Marsa, choć potrzeba wyjątkowéj przejrzystości powietrza, aby je dojrzéć. Rozdzielają one główne wyspy na drobniejsze jeszcze części; tak «Hellas» obok «morza Adryjatyckiego» jest przez nie rozdzielona na cztéry części.

Brzegi niektórych wysp przedstawiają się stale jakby przyciemnione. Schiaparelli przypuszcza, że to są części lądów płaskie, pogrążone w morzu i przeświécające przez cienką warstwę wody na podobieństwo mielizn morskich, lub płaskich wybrzeży Holandyi i Belgii. Takie mielizny widać przy wyspach «Ausonia» i «Argyre». «Okolica Deukaliona» zawsze się tak przedstawia, jakby wielka mielizna morska. —

Północna półkula Marsa mniéj szczegółowo dotychczas jest znana, gdyż ją zwykle widujemy w gorszych warunkach, przy opozycyjach bliskich punktu odsłonecznego, a przy nich odległość Marsa od ziemi, jakeśmy wzmiankowali, do 12 przeszło milijonów mil dochodzi. —

Rozkład lądów na obu półkulach ma charakter podobny, jak to zauważyć można na fig. 177-éj, przedstawiającéj część najnowszéj karty Marsa Schiaparelli'ego, ułożonéj w rozwinięciu tym sposobem, jak się karty całéj kuli ziemskiéj układają dla celów żeglarskich (układu Mercator'a). Na poziomym brzegu rysunku oznaczone są stopnie długości, na pionowym—stopnie szerokości północnéj i południowéj. Karta ta zawiéra więcéj jeszcze szczegółów od poprzedniéj, kontury jednak ogólne wysp są te same, choć pozornie nieco zmienione przez rozwinięcie całéj powierzchni kuli na płaszczyźnie. Dokładność téj karty osiągnięta jest przez to, że autor jéj wyznaczył położenie kilku najwyraźniejszych punktów pod względem długości i szerokości, a od tych robił pomiary mikrometrem częściowych okolic w sposób podobny do tego, w jaki się zdejmują plany większych okolic ziemi.

Różne przytoczone powyżéj fakty z obserwacyj prowadzą do wniosku, że stan fizyczny Marsa jest bardzo zbliżony do stanu ziemi; o atmosferze i utworach wodnych, w niéj zawieszonych, wątpić nie można, a one

upoważniają nas do przyjęcia istnienia mórz i lądów. Różnice w zapatrywaniu mogą się odnosić tylko do stopnia ciepła, tam panującego.

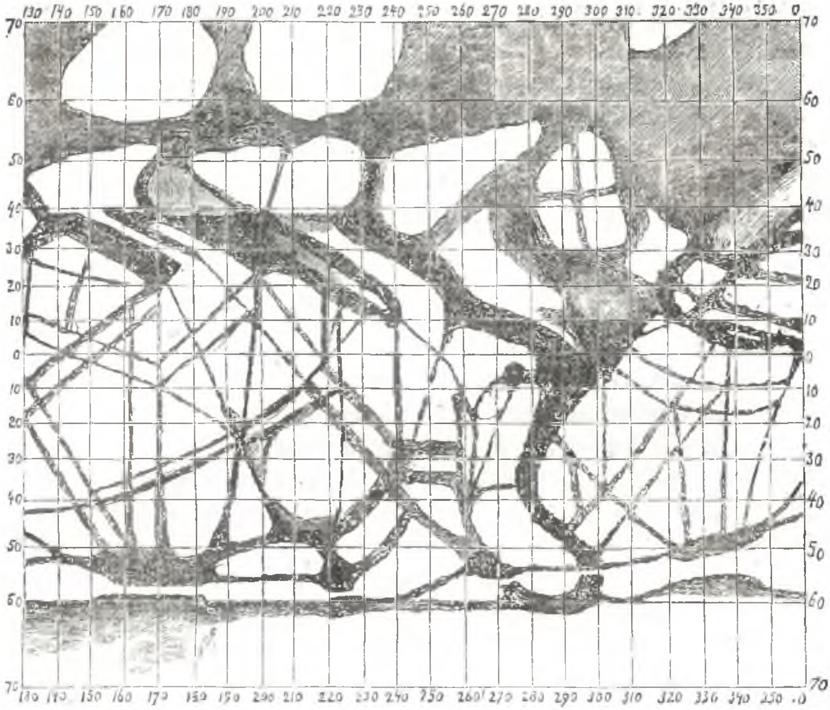


Fig. 177.

Brett przy ostatnich swych spostrzeżeniach robi dość zasadną uwagę, że jeżeli plamy biegunowe są śniegiem, to nie powinnyby mićć takiego blasku, gdyż znajdują się przy brzegu tarczy, gdzie wszystkie szczegóły grubą warstwą atmosfery są pokryte. Chętniéj więc przypuszcza, że temperatura na Marsie nie jest tak niska, aby śniég mógł się utworzyć, i wnosi, że chmury, zasłaniające lądy, sąto lekkie mgły, niezupełnie zgęszczone, które dopiéro przy biegunach i w porach zimowych zgęszczają się w prawdziwe zbite chmury, zawieszone w atmosferze i odbijające tak silnie światło słońca. Według jego mniemania, klimat tam odpowiadałby temu stanowi, jaki ziemia przed wiekami przechodziła z ową bogatą wegetacyją, która się złożyła na dzisiejsze pokłady węgla kopalnego. Taki pogląd nie zmienia zasady powyżéj wypowiedzianych wniosków, które w każdym razie w szczegółach potrzebują jeszcze wielu wyjaśnień. — Powód czerwonego koloru powierzchni planety nie da się dziś jeszcze

z całą stanowczością objaśnić. Przypuszczenie roślinności czerwonéj, lub pokładów skał czerwonych nie opiéra się na żadnych podstawach i nie zasługuje nawet na uwagę. Prędzéj daleko kolor ten możnaby objaśnić pochłanianiem pewnych barw widma słonecznego w gęstéj atmosferze Marsa; ma to w słabszym stopniu miejsce w powietrzu ziemskim przy zachodzie słońca, kiedy jego promienie, przechodząc przy poziomie znaczną grubość atmosfery, nadają niebu barwę czerwoną.

Istnienie na Marsie istót organicznych w wymienionych warunkach nie jest niemożebne, ale musi pozostać w granicach przypuszczeń, bo w téj odległości dzisiejszymi lunetami o sprawdzeniu podobnéj okoliczności mowy być nie może. Według ścisłych spostrzeżeń Schiaparelli'ego, przy dzisiejszych sposobach nie można już na Marsie dostrzéc przedmiotów mniejszych od 150 kilometrów — prócz długich kanałów, choć węższych, ale rysujących się jako delikatne linije.

184. Księżyce Marsa. Do roku 1877, mimo częstych badań Marsa, nie dostrzegano przy nim żadnych innych ciał planetarnych. W owym dopiéro roku zdarzyła się bardzo dogodna sposobność do obejrzenia przestrzeni, planetę otaczającéj. Opozycyja 5 września tegoż roku wypadła zaledwie w 9 dni po przejściu Marsa przez punkt przysłoneczny najbliższy drogi ziemskiéj, co zbliżyło planetę do najmniejszéj jaka się zdarzyć może od ziemi odległości, prawie 7 i pół milijona mil. Wtedy to Hall w Waszyngtonie odkrył w dniach 11 i 17 sierpnia wielkim tamtejszym teleskopem dwa księżyce, obiegające kulę Marsa w podobny sposób, jak nasz księżyc ziemski obiega ziemię. Są to kule najmniejsze ze wszystkich ciał planetarnych samodzielnych jakie znamy; przedstawiają się jako bardzo drobne gwiazdki, w których średnicy pozornéj dojrzéć niepodobna, a o wielkości ich zaledwie wnosić można z natężenia ich blasku. Średnice ich, według tego sposobu przez Pickering'a ocenione, mogą wynosić około 2 mil gieograficznych.

Drogi tych księżyców są eliptyczne o bardzo małych mimośrodach i podlegają ściśle prawom Keppler'a.

Odkrycie tych dwu ciał, związanych z Marsem prawem zależności, wytworzyło drugorzędny układ planetarny trzech ciał, podobny pod względem praw do układu słonecznego, i ułatwiło obliczenie masy Marsa i jego gęstości z ruchu satelitów. Wielkości tych elementów, podane powyżéj (us. 179), pochodzą z takiego obliczenia przez ich odkrywcę Hall'a; elementy zaś dróg obu księżyców zawarte są w następnéj tabliczce:

	Fobos	Dejmos
Długość węzła wst. } odnies.	82° 58′	85° 34′
„ perihelium } do	87° 11′	83° 32′
Nachylenie drogi } eklip.	26° 17′	25° 47′
Połowa osi wielkiéj w kilometrach	9380	23400
Mimośród	0,0321	0,0057
Czas obiegu gwiazdowy w dn. śr.	0,31892	1,26243

Księżyc wewnętrzny, Fobos (Phobos), odległy od powierzchni Marsa zaledwie o 796 mil gieogr., t. j. znacznie mniéj niż na długość średnicy Marsa, odbywa swój obieg bardzo szybko, gdyż w ciągu 7 godzin 39 minut, t. j. znacznie wyprzedza ruch obrotowy Marsa; z tego powodu spostrzegacz, umieszczony na Marsie, musiałby go widzieć wschodzącym na zachodzie, a zachodzącym na wschodzie, t. j. wydałoby mu się, że on bieży w kierunku przeciwnym, niż wszystkie inne ciała niebieskie. Ponieważ przytym czas jego obiegu jest przeszło trzy razy krótszy od czasu obrotu planety, przeto w ciągu «doby» Fobos trzy razy wschodzi i zachodzi, bawiąc nad poziomem zaledwie po 5 do 6 godzin. Te 5 godzin stanowią prawie $\frac{3}{4}$ jego całego obiegu; wskutek tego podczas znajdowania się nad poziomem przechodzi większą połowę faz lunacyi, t. j. jeżeli wschodzi jako nów, to zachodzi przeszedszy już pełnią.

Tak bardzo krótki czas jego obiegu, stanowiący $\frac{1}{85}$ czasu obiegu księżyca ziemskiego, jest w ścisłym związku z małą jego odległością od planety; według bowiém praw powszechnego ciążenia, przy tak małym oddaleniu tylko dzięki wielkiéj sile nabytego ruchu, przejawiającéj się w owéj szybkości biegu, Fobos może się utrzymać zewnątrz Marsa.

Na fig. 178-éj przedstawione są drogi obu księżyców przy zachowaniu stosunku wymiarów tych dróg do wielkości Marsa.

Drugi księżyc zewnętrzny, Dejmos (Deimos), odległy zaledwie o 2646 mil, to jest o 5,7 promienia Marsa od jego powierzchni, także z podobnych powodów ma krótki, bo 30 godz. i 18 min. wynoszący, czas obiegu, wskutek czego wschód i zachód jego, oraz fazy, widziane z Marsa, wielce się różnią od tychże zjawisk księżyca ziemskiego. Gdyby obieg jego wyrównywał czasowi obrotu planety, wtedy wydawałby się względem Marsa nieruchomym i przyświecałby ciągle jednéj półkuli, wahając się tylko po kole zboczeń z powodu nachylenia drogi. Gdy jednak różnica obiegu od obrotu Marsa nie przechodzi 6 godzin, przeto, nie wydając się właściwie nieruchomym, w każdym razie bardzo powolny ma ruch pozorny. Wszedszy dla pewnéj miejscowości, bawi nad poziomem prawie przez

dwie doby, pozostając poza zachodzącymi gwiazdami; nakoniec po zachodzie przez trzy dni nie pokazuje się wcale. W ciągu bawienia przez przeszło 40 godzin nad poziomem przechodzi on oczywiście wszystkie fazy lunacyi.

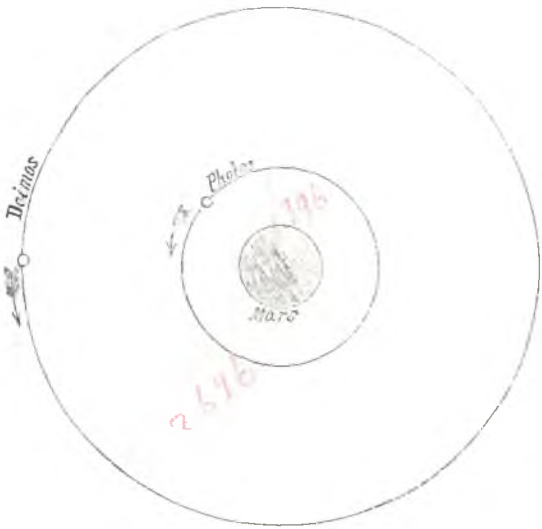


Fig. 178.

Te niezwykłe objawy księżyców Marsa są prostym wynikiem kombinacyi ich szybkości z szybkością obrotową planety, bo ruch ich eliptyczny prawdziwy odbywa się ściśle według praw Kepler'a. Przy bliskości obu księżyców i krótkim obiegu, zaćmienia ich muszą być częste i długo trwające stosunkowo do ich szybkości, a ta okoliczność mogla nie mało wpłynąć na ich tak późne odkrycie; zaćmienia zaś słońca, przez nie sprawiane, są właściwie przejściami ich przed tarczą słońca, tak jak dla ziemi przejścia Merkurego i Wenery. —

Wszystkie powyższe dane, otrzymane z obserwacyj dzisiejszymi środkami, wskazują nam układ Marsa jako świat zbliżony w warunkach fizycznych do naszéj ziemi. Wprawdzie odległość Marsa od słońca, $1\frac{1}{2}$ raza większa od odległości ziemi, wpływa na znaczne zmniejszenie światła i ciepła; jest ono jednak wystarczające do utrzymania wody w stanie płynnym, a nawet gazowym. Zmiany temperatury pór roku przy ich długości i większym mimośrodzie drogi łagodzą się wpływem mórz, oblewających lądy. Światło dwu księżyców dopełnia zmniejszone odległością światło słoneczne.

II. GRUPA PLANET DROBNYCH.

185. Drobne planety, zwane asterojdami, albo planetojdami, stanowią naturalną grupę ciał niebieskich, w wielu względach różniącą się od wielkich planet. Nie były one całkiem znane w staro-

żytności. Po bliższym dopiero określeniu odległości planet przez Kopernika (us. 141), pierwszy Keppler (us. 177) dostrzegł przedział między drogami Marsa i Jowisza, nie odpowiadający rozmiarami porządkowi pozostałych między drogami planet przestrzeni i przypuszczał, że tu jakieś niewidzialne ciało krążyć musi. Odkrycie przez Piazzi'ego pierwszéj drobnéj planety Ceres w r. 1801 stwierdziło ten domysł, choć wkrótce okazało się, że tam nie jedna planeta, ale całe ich setki krążą około słońca. Do roku 1845 znano ich tylko 4; potym, po udoskonaleniu kart nieba, odkrywać zaczęto prawie w każdym roku całe ich dziesiątki, tak iż do obecnego czasu (lipiec r. 1885) odkryto ich 248. Wszystkie one przedstawiają się jako słabe gwiazdki, od 7-éj do 13-éj wielkości, i wogóle tylko zapomocą lunet dostrzeżone być mogą; w wyjątkowych razach Vesta i Ceres dają się widzieć gołym okiem jako gwiazdy 6-éj wielkości.

Ta małość asterójd pozbawia nas możności poznania ich stanu fizycznego; mimo to jednak cała grupa przedstawia wiele interesu z powodu swego znaczenia w ogólnym układzie planetarnym. Nagromadzenie tych ciał drobnych na jednym eliptycznym pasie pośród tak od siebie odległych wielkich planet naprowadziło Olbers'a na myśl, że 4 wówczas przez niego znane ciała powstały z pęknięcia jednéj większéj planety i że ich więcéj się znajdzie. Domysł ten co do ilości asterójd dziś okazał się słusznym, ale pochodzenie ich z rozbicia jednego większego ciała nie zostało dowiedzione. Gdyby mianowicie asterojdy powstały z pęknięcia jednéj większéj planety, wszystkie ich drogi musiałyby przecinać się z sobą blisko punktu, w którym niegdyś katastrofa nastąpiła. Tymczasem większa część ich dróg ma przecięcia na różnych punktach pasa, przez nie zajętego *). Wprawdzie zmiany węzłów wskutek przeszkód wiekowych, wywołanych przez sąsiednie planety, są możebne; ale w tak znacznym stopniu, jak one mają miejsce w asterojdach, chyba przez odsunięcie owéj katastrofy na milijony lat mogłyby być usprawiedliwione, tymwięcéj że rachunkiem nie mogą one być udowodnione z powodu niezupełnéj znajomości masy tych drobnych ciał.

Wiadomo bowiem (us. 152), że dla oznaczenia masy planet najdogodniéj znać wpływ ich na bezpośrednio od nich zależne księżyce; asterojdy zaś księżyców nie mają, a przytym są tak drobne, iż lunetami ich wymiarów dostrzec nie jesteśmy w stanie. Słabe pojęcie o ich wielkości otrzymujemy tylko przez porównanie blasku, w przypuszczeniu również dowolnym, że materyjał ich budowy podobnie światło odbija jak ziemia.

---

*) Teoryja utworzenia się układu słonecznego, o któréj poniżéj będzie mowa, w odmienny zupełnie sposób objaśnia nagromadzenie się asterójd między drogami Marsa i Jowisza.

Z takich porównań wnosić można, że największe asterojdy, Ceres i Vesta, nie dochodzą w średnicy do 60 mil gieogr., takie zaś, jak Maja i Vala, zaledwie 6 mil średnicy posiadają. — Opierając się na tych przypuszczalnych rozmiarach dla oznaczenia, choćby w znacznym przybliżeniu, masy ogólnéj drobnych planet, przychodzimy do wniosku, że przypuszczalna planeta jedna Olbers'a, z któréj obecne powstać miały, zaledwie mogła stanowić $\frac{1}{20}$ część masy Merkurego, i że średnica jéj nie przechodziła 100 mil gieogr. Odkrycia dalsze wielu jeszcze innych podobnéj wielkości asterójd niewieleby te rozmiary zmienić mogły.

Ta kwestyja ogólnéj masy asterójd jest ważniejsza dla ścisłéj znajomości układu słonecznego, niż inne o nich dane, gdyż wpływa jako przeszkoda ruchu na planety sąsiednie; dotychczas jednak nie jest należycie wyjaśniona z powodu wymienionych trudności. Rachunek wpływów ich grawitacyi utrudniony jest niesłychanie różnorodnością elementów dróg. Drogi asterójd różnią się od dróg wielkich planet głównie znaczniejszym nachyleniem i większymi mimośrodami. Gdy pośród wielkich planet największe nachylenie drogi Merkurego wynosi 7^{0}, to w drogach asterójd nachylenia dochodzą prawie 35^{0}, a przynajmniéj trzecia ich część posiada nachylenie przechodzące 10^{0}, przyczym na szczególną uwagę zasługuje ta okoliczność, że z większym nachyleniem połączony jest często większy mimośród. Mimośrody zaś téj wielkości, co Merkurego (0,2), nie są tu rzadkością, a zdarzają się i większe, do 0,38 (Aethra) dochodzące.

Z tych powodów drogi małych planet przedstawiają wogóle najwięcéj wydłużone elipsy pośród dróg układu planetarnego i z powodu znacznego nachylenia wystają one najwięcéj ponad postać soczewki płaskiéj (us. 179), utworzonéj przez drogi wielkich planet układu.

Odległości asterójd od słońca są bardzo różne, niezależnie nawet od różnic, wytworzonych wskutek wydłużonéj postaci ich dróg. Najwięcéj do słońca zbliża się Aethra, któréj punkt przysłoneczny odległy jest o 32,2 milijona mil gieogr., najwięcéj zaś odległy w znanych dziś drogach planetójd jest punkt odsłoneczny asterojdy Andromache, leżący o 94,4 milijona mil od słońca. Dwa koła, tymi promieniami ze środka słońca zakréślone, przedstawiają granice pasa, na 62 przeszło milijony mil szerokiego, w którym wszystkie drogi drobnych planet są zawarte. Względną wielkość tego pasa w stosunku do dróg sąsiednich planet przedstawia fig. 179-ta; drogi cztérech głównych jaśniejszych asterójd są na niéj szczegółowo oznaczone.

Na szczególną uwagę zasługuje układ pojedyńczych dróg planetójd. Nie okalają one skolei jedna drugiéj, tak jak drogi wielkich planet, ale

krzyżują się z sobą w sposób bardzo zawikłany; dlatego ich postaci nie dadzą się na rysunku należycie uwydatnić. —

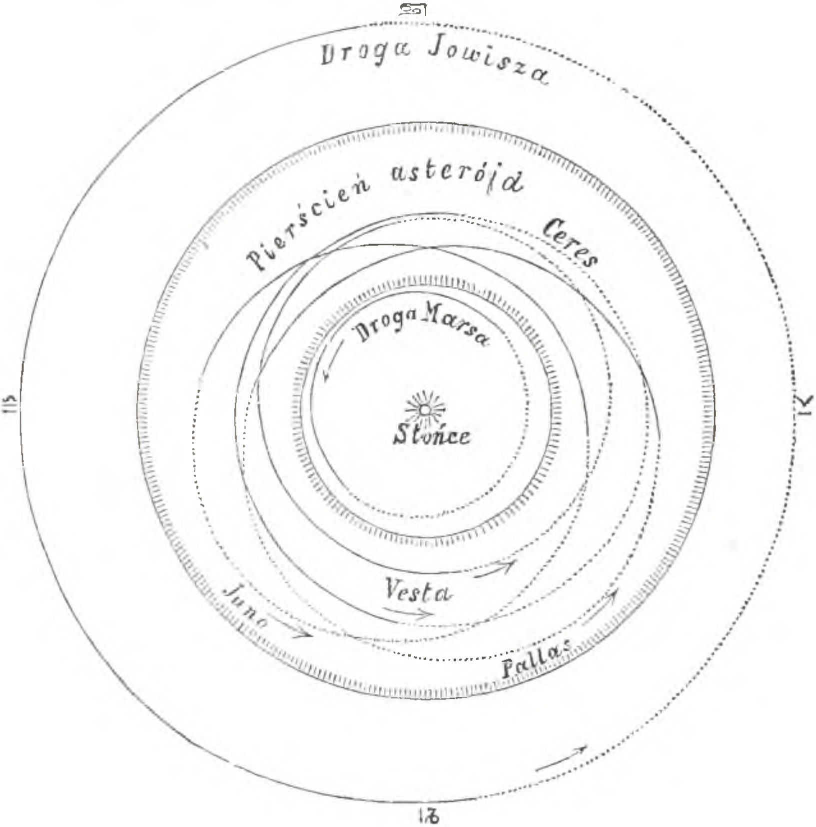


Fig. 179.

Te ich cechy spólne, tak odróżniające ich drogi od dróg wielkich planet, naprowadzają na domysł, że asterojdy prawdopodobnie powstały w sposób odmienny, albotéż, po utworzeniu się ogólnego planetarnego układu, podległy zmianom wskutek wpływów, jakich wielkie planety nie doznawały. Dlategotéż myśl Olbers'a, choć dotąd rachunkiem nie udowodniona, pozostaje jednak wskazówką drogi, na któréj wyjaśnienia téj kwestyi szukać należy.

Czas obiegu asterójd około słońca waha się dla różnych planet od 3 lat i 44 dni (Meduza) do 7 lat 314 dni (Hilda), co zależy od różnych ich średnich od słońca odległości. Z obliczonych do 1881 r. 219 asterójd najwięcéj, gdyż 109, ma czas obiegu zawarty między 4 a 5 latami, 53 między 3 a 4, 58 między 5 a 6, 7 między 6 a 7, zaś 2 tylko mają czas obiegu dłuższy niż 7 lat.

III. GRUPA PLANET ZEWNĘTRZNYCH.

186. Wszystkie 4 planety, obiegające poza pierścieniem asterójd, zowiemy zewnętrznymi; mają one spólne cechy, odróżniające je od powyżéj opisanych dwu grup. Posiadają one znacznie większe rozmiary, przy owiele mniejszéj gęstości, otoczone są, wogóle mówiąc, większą ilością satelitów i ruch ich obrotowy jest bardzo szybki, co powoduje znaczne ich spłaszczenie. Pod względem rozmiarów, jak było wyżéj powiedziane (us. 179), można je rozdzielić na dwa poddziały: w piérwszym mieszczą się Jowisz i Saturn, największe planety w całym układzie, w drugim zaś Uranus i Neptun, mniejsze od poprzednich, ale przewyższające rozmiarami wszystkie planety wewnętrzne.

UKŁAD JOWISZA.

187. Jowisz stanowi największą planetę w całym układzie słonecznym. Łatwo go na niebie rozpoznać po silnym blasku, przewyższającym światło gwiazd 1-széj wielkości; tylko Wenus, w chwilach największego blasku, przewyższa go pod tym względem. Światło Jowisza jest czysto białe i nie migocące, co go na piérwszy rzut oka od gwiazd innych pozwala odróżnić. Widziany przez małą nawet lunetę, przedstawia okrągłą, błyszczącą tarczę, otoczoną 4-ma również błyszczącymi księżycami, obiegającymi wokoło niego tak szybkim ruchem, że w ciągu godziny już różnicę w ich położeniach zauważyć można. Przy małym nachyleniu ich dróg do ekliptyki, widzimy je w rzucie, zakréślające bardzo spłaszczone elipsy około kuli Jowisza, i mamy przed oczyma minijaturowy układ, bardzo do słonecznego podobny, w którym kula Jowisza przedstawia niejako słońce, księżyce zaś, jako jego planety, zakréślają drogi eliptyczne, ściśle podległe prawom Keppler'a.

Fig. 180-ta przedstawia widok układu Jowisza w dniu 21 listopada r. 1883 o godzinie $3\frac{1}{2}$ rano według czasu średniego warszawskiego, przy



Fig. 180.
Układ Jowisza, widziany z ziemi.

zachowaniu właściwych stosunków między rozmiarami dróg wszystkich 4-ch księżyców.

Droga Jowisza mało się różni od koła, posiadając mimośród $= 0{,}04825$; nachylenie jéj do ekliptyki również jest nieznaczne, gdyż wynosi $1^{\circ}\,18'\,41''$. Przy małym mimośrodzie, odległości Jowisza od słońca wahają się między 99 i 109 milijonami mil. Większe są naturalnie różnice w jego odległościach od ziemi; w chwilach opozycyi zbliża się Jowisz do ziemi na 78 milijonów mil, w złączeniach zaś oddalać się może do 130 milijonów mil. Najbliżéj ziemi bywa wtedy, kiedy opozycyja przypada niedaleko jego punktu przysłonecznego, mającego długość bliską 12°, to jest w punkcie nieba, w którym ziemia w początkach października się znajduje. Taka opozycyja, najdogodniejsza do spostrzeżeń, przypadła w latach 1880 i 1881; podobna przypadnie w r. 1892.

Do obiegu gwiazdowego całéj drogi potrzebuje Jowisz 11 lat 314 dni i przeszło 14 godzin, co sprawia, że, obserwując go dłużéj, widzimy go postępującego corocznie tylko o $\frac{1}{12}$ część całego pozornego koła na niebie; obieg zaś jego synodyczny wynosi średnio 398,8 dnia i zmienia się co do długości w ciągu całych 12 lat, co zależy, jakeśmy już przy Marsie (str. 266) widzieli, od prawdziwéj prędkości planety. Najbliższe opozycyje Jowisza przypadają:

21 marca r. 1886 i 23 kwietnia r. 1887.

Przy dużych różnicach odległości od ziemi średnica pozorna Jowisza bywa różna, od $30'',8$ do $50'',7$. Liczby te odnoszą się do średnicy równikowéj. Spłaszczenie bowiém Jowisza jest bardzo znaczne i na piérwszy rzut oka widoczne; wynosi ono $\frac{1}{16}$.

Prawdziwa średnica równikowa Jowisza, z powyższych liczb obrachowana, ma 141 700 kilometrów, t. j. 11,1 raza jest większa od średnicy ziemi. Masa zaś cała Jowisza stanowi $\frac{1}{1050}$ masy słońca, czyli jest 309 razy większa od masy ziemi. Gęstość Jowisza jest zaledwie 0,24 gęstości ziemi, t. j. prawie jest równa gęstości słońca.

Kula Jowisza, przez teleskop widziana, przedstawia na swéj powierzchni bardzo wiele szczegółów w postaci plam i smug. Najwyraźniejsze smugi ciemnego koloru około równika zléwają się zwykle w jeden szeroki pas, na którym widać utwory zmienne w postaci kłębów różnéj wielkości i różnych konturów, zmieniających się nieraz w ciągu kilku godzin. Na fig. 181-széj przedstawione są cztéry widoki Jowisza, w różnych czasach widziane w r. 1871 zapomocą wielkiego teleskopu w Bothkamp w Holsztynie. Piérwsze dwa (*1* i *2*) przedstawiają dość znaczne różnice, mimo tego, że małoco więcéj nad 3 godziny dzieli czasy ich obserwowania w d. 11 listopada. Widok *3* przedstawia na pasie równikowym

trzy podłużne kłęby, kiedy tenże pas w widoku *4* zapełniony jest mniejszymi podobnymi utworami w znacznéj ilości. Obie półkule, poza owym

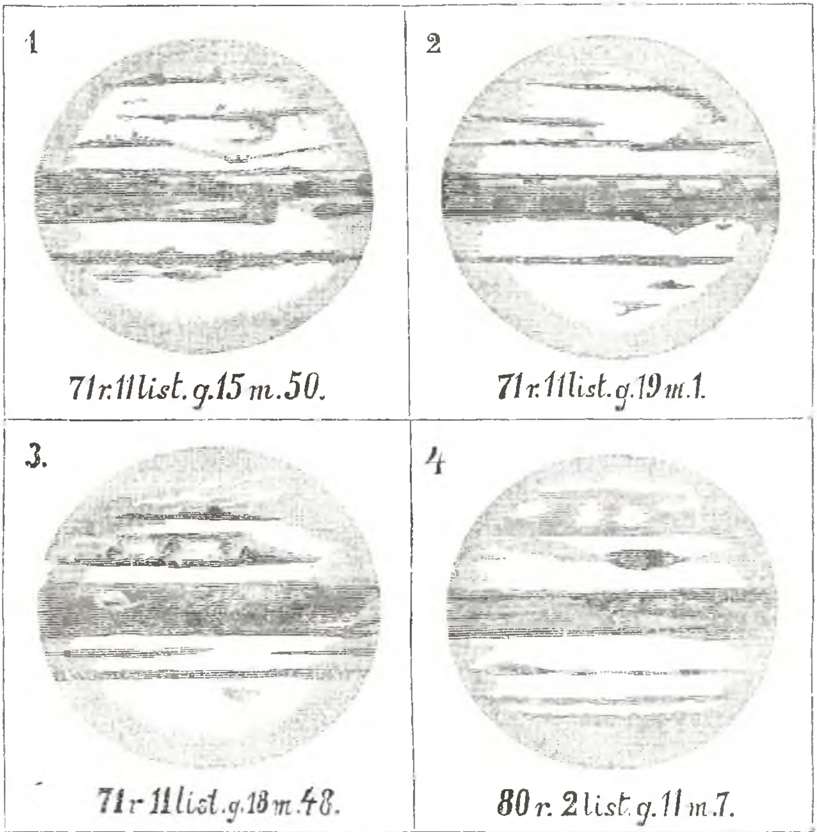


Fig. 181.
Widoki Jowisza w l. 1871 i 1880 (Lohse).

pasem rozciągające się, są siedliskiem bardzo różnorodnych plam i smug. Niektóre z nich są ciemne i łatwo znikają, inne zaś są jasne błyszczące i trwają dość długo. Zmienność postaci plam dowodzi ich atmosferycznego pochodzenia, a to pojęcie jeszcze więcéj zyskuje na prawdopodobieństwie, jeżeli z ruchu plam obliczymy obrót całéj kuli planety. Pokaże się bowiém, że obrót ten nie jest jednostajny jak ciemnych plam na Marsie, ale że plamy równikowe szybciéj i nieregularniéj krążą, kiedy plamy w średnich szerokościach wolniejszy obrót posiadają. Zatym, niezależnie od uczestniczenia w obrocie ogólnym planety, plamy posiadają oddzielny ruch własny, podobnie jak plamy słoneczne. Ów zaś

ruch wolniejszy poza pasem równikowym wskazuje, że masy atmosferyczne wznoszą się tam ze znacznych głębokości z mniejszą stosunkowo prędkością linijową i dlatego w ruchu obrotowym spóźniają się względem mas, na równiku nagromadzonych.

Czas obrotu Jowisza, około osi wyrachowany z ruchu plam, zachowujących przez długi czas swe kształty wypada średnio: 9 godz. 55 min. 34 sek. (Oddzielne wyrachowania dają dość różniące się od siebie rezultaty; tak np. Schmidt z obserwacyj w r. 1865 otrzymał 9 g. 51 m. do 52 m., w r. zaś 1873 więcéj niż 9 g. 56 m.). Jest to obrót nader szybki, gdy zważymy na wielkość saméj kuli. —

Zmiany plam na pasie równikowym są bardzo znaczne; rozumié się, że mówimy tu o zmianach prawdziwych, t. j. rozważanych niezależnie od tego, że wskutek obrotu planety coraz inne części jéj powierzchni przedstawiają się oku. Postaci tych utworów, zmieniające się w paru godzinach w przestrzeniach, których wymiary tysiące kilometrów wynoszą, dają wskazówkę, że zapasy ciepła, jedynéj możliwéj przyczyny tych zmian, są na Jowiszu bardzo wielkie. Ponieważ zaś, przy odległości Jowisza, działanie ciepła słonecznego jest tam zaledwie $\frac{1}{30}$ częścią jego działania na ziemi, przeto nastręcza się konieczny wniosek, że Jowisz jeszcze posiada zapasy własnego ciepła, a prawdopodobnie i światła, o czym zdają się świadczyć bardzo świetne nieraz punkty na jego powierzchni, jakotéż i ta okoliczność, że brzegi tarczy są znacznie ciemniejsze, aniżeli środek. Pochodzić to może z silniejszych absorbcyj jego własnego światła przez grubszą w tych miejscach warstwę atmosfery.

Z tego wnosimy, że planeta nie może się znajdować w tym stanie rozwoju, co ziemia, lecz że tam panuje ciepło takie, jakie było na ziemi w przypuszczalnym okresie jéj początkowego krzepnienia. Kula Jowisza dziś jeszcze może być płynna i wiele za tym przemawia; nawet jéj ciężar właściwy, daleko mniejszy niż ziemi, gdyż zaledwie 1,3 wynoszący, potwierdzać się zdaje to przypuszczenie.

Nietylko więc położenie Jowisza względem jego księżyców czyni go podobnym do słońca tego układu, ale i jego stan fizyczny pewną anologiją ze słońcem przedstawia. Ruch własny plam, jako utworów gazowych, podległych obszernym zmianom, zmusza nas do przypuszczenia, że Jowisz jest rozgrzany i produkuje własne ciepło. Niektóre błyszczące utwory wydają takie światło, że z trudnością daje się przypuścić, aby one tylko odbitym światłem słońca błyszczały — prawdopodobniéj posiadają je także i własne.

Przypuszczenia jednak tego podobieństwa ze słońcem nie należy posuwać zadaleko: księżyce Jowisza, wstępując w cień, przez niego rzu-

cany, znikają, coby miejsca nie miało, gdyby ogólna powierzchnia planety była świécąca. Widzialna zresztą jego powierzchnia przedstawia wyraźne utwory zagęszczone, powstające w najwyższych warstwach; jeżeli przeto Jowisz całkowicie lub częściowo posiada światlo własne, to ono w działaniu swym przytłumiane jest przez otaczającą atmosferę.

Rozbiór widmowy światła Jowisza, przez Huggins'a, Secchi'ego i Vogel'a przedsiębrany, prócz wzmocnionych prążek absorbcyjnych w końcu czerwonym widma, okazuje zresztą odbite światło słońca. Vogel, badając część czerwoną i jéj prążki wzmocnione, skłonnym jest do przypuszczenia obecności pary wodnéj w atmosferze Jowisza. —

Szczególną uwagę zwracała na siebie w ostatnich latach plama na południowéj półkuli Jowisza, blisko równika położona, postaci owalnéj tarczy, czerwonawa, różniąca się od wszystkich innych plam, mających barwę więcéj brunatną. Ta plama, zwana «czerwoną», już nieraz widywana była; obraca się ona wraz z planetą w ciągu średnio 9 godz. 55 m. 35 sek., z małymi bardzo ruchami własnymi, w tym przeciągu czasu nie przechodzącymi kilku sekund. Niesten, zebrawszy różne jéj spostrzeżenia, wnosi o peryjodycznym jéj ukazywaniu się mniéjwięcéj co lat 6; jest ona dość stała i trwa w jednym miejscu po lat parę. Znaczenie jéj nie jest wyjaśnione. Wrażenie czyni ona takie, jakby warstwa skondensowanych, odbitym światłem błyszczących chmur rozpuszczona była w tym miejscu wskutek długotrwałego wybuchu miejscowego ciepła i stała się przezroczystą, pozwalając dostrzéc głębiéj położoną warstwę czerwonawéj barwy. —

Nachylenie osi obrotu Jowisza do płaszczyzny jego drogi jest bardzo małe, a tym sposobem i równik jego tworzy kąt tylko $3^0\,6'$ z płaszczyzną orbity; zmian więc ciepła słonecznego, zależnych od pochyłości osi, t. j. pór roku, prawie tam niéma, a to tymwięcéj, że i ilość samego ciepła, w téj odległości od słońca otrzymywana, jest bardzo mała w stosunku do prawdopodobnie daleko znaczniejszego ciepła wewnętrznego planety.

188. Księżyce Jowisza. Księżyce Jowisza po raz piérwszy zostały dostrzeżone przez Galileusza zaraz po wynalezieniu lunet; do ich zobaczenia wystarcza dobra zwyczajna perspektywa teatralna. Silny blask planety prawdopodobnie jest przyczyną, że ich gołym okiem nie widać, choć światło ich równa się prawie gwiazdom 6 wielkości, dostępnym dla normalnego wzroku. W wielkich lunetach widać je jako małe błyszczące tarcze, około $1''$ średnicy pozornéj mające. Zmiany, jakie w natężeniu ich światła dostrzegać się dają, świadczą o pewnych plamach, których jednak bezpośrednio zobaczyć trudno. Szczególniéj jednostajną i peryjodyczną jest zmiana światła 4-go księżyca, co naprowadza

na myśl, że on, podobnie jak księżyc ziemski, ma czas obrotu równy czasowi obiegu.

Płaszczyzny dróg wszystkich cztérech księżyców są bardzo mało nachylone do ekliptyki i saméj drogi Jowisza, tak, że obiegi ich prawieże w płaszczyźnie równika Jowisza mają miejsce, zbaczać od niéj mogąc zaledwie na niecałe 2°,2.

W następującéj tablicy podane są elementy dróg cztérech księżyców Jowisza:

	księżyc 1-szy	2-gi	3-ci	4-ty
Długość węzła wst. } odnies.	335° 45′	336° 55′	341° 30′	344° 57′
,, punktu przysł. } do	—	—	216° 49′	187° 38′
Nachylenie } eklipt.	2° 8′	1° 39′	2° 0′	1° 57′
Połowa osi wielkiéj w kilometrach	420 000	669 000	1 067 000	1 877 000
Mimośród	0	0	0,00132	0,00724
Czas gwiazd. obiegu w dn. średn.	1,7691	3,5512	7,1546	16,6890
Ruch dzienny średni	203°,489	101°,375	50°,318	21°,571
Średnica w kilometrach	4070	3430	5790	4830
Masa w stos. do masy Jowisza = 1	0,000017	0,000023	0,000088	0,000042

Widzimy z téj tablicy, że, prócz 2-go, wszystkie księżyce Jowisza wielkością swą znacznie przewyższają księżyc ziemski, oraz że drogi ich są wogóle prawie kołowe; mimośrodu dróg dwu piérwszych księżyców zupełnie wykryć nie można i przedstawiają one rzadki w układzie planet przykład dróg kołowych.

Księżyce Jowisza, jako związane z nim siłą grawitacyi w jeden układ, podlegają oprócz tego wzajemnemu na siebie działaniu i wpływom sąsiednich planet i słońca; wskutek tego zmiany wiekowe elementów ich dróg są dość znaczne. Nadto wzajemne oddziaływania wytwarzają szczególną zależność, zachodzącą w ruchu trzech wewnętrznych księżyców, nigdzieïndziéj w układzie planetarnym niespotykaną, która się daje ująć w następujące dwa prawa:

1) suma średniéj długości 1-go księżyca i podwójnéj długości 3-go jest równa potrójnéj długości 2-go, zwiększonéj o 180°;

2) suma średniego ruchu dziennego 1-go księżyca i podwójnego takiegoż ruchu 3-go jest równa potrójnemu ruchowi średniemu księżyca 2-go.

Prawa te zostały wykryte drogą spostrzeżeń, rachunek jednak Laplace'a, na prawach Newton'a oparty, wykazał, że prawa te ruchu owych księżyców są koniecznością praw grawitacyi. Oczywiście, że na mocy tych praw z położeń dwu z owych trzech księżyców zawsze można oznaczyć położenie pozostałego na jego drodze.

189. Przejścia księżyców przed tarczą Jowisza. Ruchy księżyców Jowisza, spostrzegane uważnie przez teleskopy, przedstawiają wiele interesujących a nawet ważnych dla nauki szczegółów. Ponieważ drogi ich niewiele od płaszczyzny równika Jowisza zbaczają, przeto widzimy księżyce, przesuwające się przed tarczą planety jako jasne punkty, oraz cienie ich, przez słońce rzucone, w postaci okrągłych ciemnych plam. Zjawisko to jest analogiczne z zaćmieniami słońca na ziemi i widok jego na tarczy Jowisza potwierdza zasady zaćmień słońca, powyżéj dla ziemi objaśnione. Bliskość względna księżyców, zwłaszcza trzech piérwszych, i wielkość znaczna planety czynią te zjawiska częstszymi od odpowiednich im na ziemi. Chcąc je dobrze zobaczyć, należy wybiérać czas na kilka tygodni przed opozycyją Jowisza, kiedy cień idzie pozornie przed księżycem, lub w odpowiednim czasie po opozycyi, gdy cień postępuje za księżycem; w chwilach bowiém bliskich opozycyj cień przez księżyc rzucony znajduje się prawie na jednéj linii z księżycem i okiem i jest w części przez sam księżyc dla oka zakryty, jak to łatwo z fig. 182-éj wyrozu-

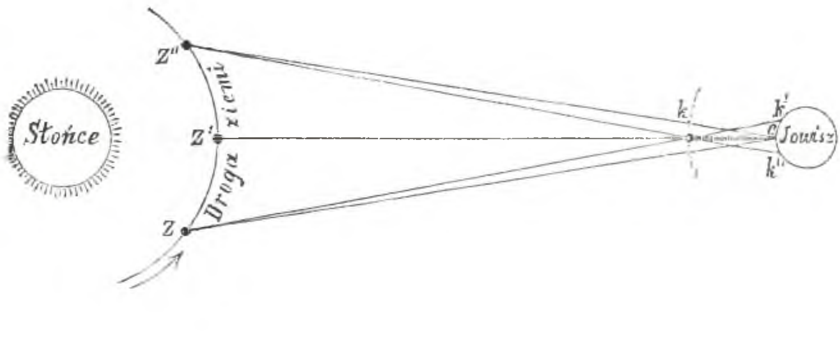


Fig. 182.

mieć. Patrząc z punktu drogi ziemskiéj Z przed opozycyją, widzimy na tarczy Jowisza cień *c* jego księżyca w kierunku Z*c* i sam księżyc *k* w kierunku Z*k*'. W chwili opozycyi w punkcie Z' patrząc w kierunku Z'*k*, widzimy księżyc *k*, zakrywający cień *c*, a po opozycyi w punkcie Z'' znowu jednocześnie, jak poprzednio, widać i cień *c* i księżyc *kk*'', tylko w odwrotnym położeniu.

190. Zaćmienia księżyców Jowisza. Również ciekawe, a dla nauki daleko ważniejsze są zaćmienia samych księżyców Jowisza. Zda-

rzają się one bardzo często, gdyż cień, przez wielką kulę Jowisza rzucony, jest tak wielkich rozmiarów, że trzy bliższe księżyce przy każdym obiegu przez ten cień przechodzić muszą, czwarty zaś tylko wyjątkowo minąć go może niezaćmiony.

Stosownie do położenia ziemi różne chwile tych zaćmień widzieć możemy. Jeżeli spostrzeżenie odbywa się przed opozycyją, to widzimy tylko wejście w cień, przynajmniéj dwu bliższych księżyców, wyjście zaś jest zakryte kulą planety; po opozycyi zaś odwrotne położenie ma miejsce. Co zaś się tyczy dwu dalszych księżyców, to obie te chwile ich zaćmienia mogą być jednego wieczora z ziemi dostrzeżone.

Fig. 183-cia przedstawia ziemię Z na jéj drodze i jeden z dwu bliższych księżyców Jowisza, np. księżyc 2-gi k, wchodzący w punkcie k w cień, przez kulę planety rzucony. Przed opozycyją, z punktu Z widzimy zanurzenie się tego księżyca w cień w punkcie k, wyjście zaś jego z cienia w punkcie k' jest zakryte dla punktu Z przez kulę Jowisza; w chwili opozycyi, w punkcie Z' zaćmienia nie widać, bo całe przecięcie kk' stożka zasłonięte jest większą tarczą planety; nakoniec po opozycyi, z punktu Z'' widać tylko wyjście księżyca z cienia w punkcie k'. Gdy jeden z odleglejszych księżyców, 3-ci lub 4-ty, ulega zaćmieniu, wtedy obie chwile, początku i końca,



Fig. 183.

mogą być dostrzeżone, promienie bowiém widzenia, od punktów l i l' do ziemi Z'' idące, mijają z boku kulę planety.

Zaćmienia księżyców Jowisza są zjawiskiem równocześnie widzialnym we wszystkich miejscowościach ziemi, mających tę planetę nad poziomem, i dlatego mogą służyć jako sygnały naturalne do porównania zegarów miejscowych i oznaczenia tą drogą różnicy długości gieograficznéj (por. us. 43). W tym celu chwile zaćmień oddawna były ściśle obliczane dla pomieszczania ich w kalendarzach astronomicznych. Wkrótce jednak okazało się, że obliczenia te nie zgadzały się ze spostrzeżeniami i że różnice czasu, stąd powstające, a dochodzące do 16 minut, były w szczególnym związku z obiegiem synodycznym Jowisza. Olauf Römer, astronom duński, piérwszy te różnice zauważył i objaśnił. Przekonał się on, że zaćmienia, obliczone w chwilach kwadratur Jowisza Q, Q' (fig. 183), spóźniały się o 8 minut względem oznaczonéj chwili, gdy na nie patrzano z ziemi, znajdującéj się w punktach bliskich złączenia C, i że, przeciwnie, przyśpieszały się o 8 minut przeszło, gdy je obserwowano w chwilach bliskich opozycyi w punkcie Z'. Różnice te stąd powstają, że światło, przy nadzwyczajnéj swéj szybkości, potrzebuje jednak określonego czasu do przebycia tak wielkich odległości; a tym sposobem światło księżyca, wynurzającego się z cienia w punkcie k' prędzéj przejdzie drogę $k'Z'$, aniżeli drogę $k'C$ i na przebieżenie różnicy $Z'C$, t. j. średnicy orbity ziemi, potrzebuje 16 minut przeszło. Z tego powodu najdokładniéj obrachowane zaćmienia spóźniać się muszą, gdy się je spostrzega w punktach odległych od opozycyi, dla któréj były obliczone.

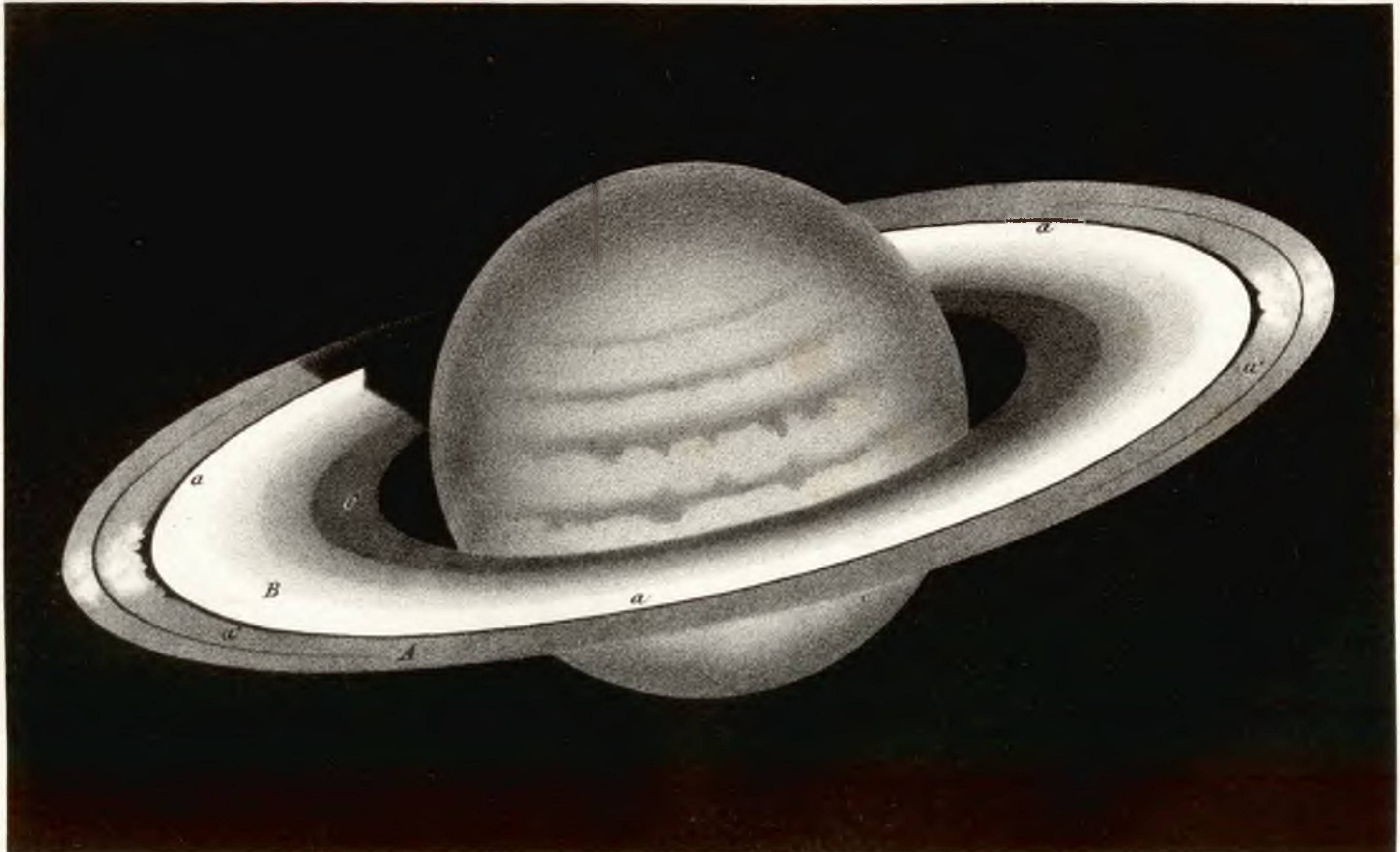
191. Prędkość światła. Mając ściśle oznaczony czas tego spóźnienia w krańcowych punktach drogi ziemi i wiadomą skądinąd odległość ziemi od słońca, możemy określić prędkość światła w ciągu danego czasu. Obliczenie Delambre'a z bardzo wielu zaćmień Jowiszowych, dowiodło, że światło potrzebuje 493,19 sek., czyli 8 m. 13,19 s., do przejścia drogi od słońca do ziemi, wynoszącéj 20 milijonów mil gieogr., a stąd wypada, że światło w ciągu 1 sekundy przebiega 41 935 mil gieogr.

Liczba ta zgadza się prawie zupełnie z prędkością światła, obliczoną z doświadczeń fizycznych przez Fizeau, Foucault, a w ostatnich czasach przez Cornu (1874) i Michelson'a (1879). Przy bardzo małych różnicach w rezultatach wymienionych fizyków, można przyjąć prędkość światła najwięcéj do prawdy zbliżoną = 299 940 kil. czyli 40 481 mil gieogr. *).

---

*) Światło przebiega na 1 sekundę
według Delambre'a 41 935 mil (1000 zaćmień 1662 — 1802)
„ Struve'go 41 545 „ (1843)
„ Fizeau 313 000 kilom. (1849)
„ Foucault 298 000 „ (1862)
według Helmert'a 299 990 kilom.
„ Michelson'a 299 940 „
„ Cornu 300 400 kilom. w próżni (w powietrzu 300 330 kilom.)

Tab. IX.



w Lit. W Główczewskiego w Warszawie

SATURN.

a więc podczas 8 m. 13,2 s., których światło, według Delambre'a, potrzebuje do przejścia od słońca do ziemi, przebiega 19 965 229 milijonów mil, co jest liczbą małoco różniącą się od obliczonéj powyżéj (us. 93) inną drogą.

Przyjmując największe zbliżenie Jowisza do ziemi = 78 milijonów mil i dzieląc je przez powyższą prędkość światła = 40 481 mil giegr., znajdziemy, że od Jowisza światło do ziemi dochodzi w ciągu 32 minut 6,8 sekundy. Patrząc więc z ziemi przy jéj najbliższym położeniu na jakiekolwiek zjawiska, na Jowiszu się odbywające, dostrzegamy je dopiéro o pół godziny przeszło po chwili, w któréj one rzeczywiście miały miejsce. Przy największéj zaś odległości ziemi śpóźnienie to do trzech kwadransów dochodzi.

Wobec rozmiarów świata, znacznie przewyższających odległość Jowisza od ziemi, przychodzimy do naturalnego wniosku, że zjawiska odległych ciał niebieskich, dostrzegane z ziemi, odnoszą się właściwie do różnych oddzielnych momentów z ich przeszłości, mianowicie tym dawniejszych, im większe oddalenie owych ciał więcéj wymaga czasu, aby wiadomość o zjawisku drogą światła do naszego oka dójść mogła.

UKŁAD SATURNA.

192. Saturn, najodleglejsza ze znanych w starożytności planet, przedstawia się oku nieuzbrojonemu jako gwiazda piérwszéj wielkości. Jego ruch na tle nieba jest bardzo powolny, gdyż on do całego obiegu swéj drogi potrzebuje 29 lat 167 dni i przeszło 5 godzin, a wskutek tego rocznie zmienia swe miejsce na niebie zaledwie o 12°. Przy tym wolnym ruchu obieg jego synodyczny zaledwie o 13 dni średnio przewyższa czas obiegu ziemi. Najbliższe opozycyje Saturna przypadają:

26 grudnia r. 1885 i 9 stycznia r. 1887.

Odległość Saturna od słońca w punkcie przysłonecznym wynosi 181,5 milijona mil, w odsłonecznym zaś dochodzi do 202,9 milijona mil a wskutek tego do ziemi nigdy więcéj nad 160 milijonów mil zbliżyć się nie może. Mimo téj jednak odległości, wkrótce po wynalezieniu lunet przekonano się, że ta pojedyńcza pozornie gwiazda przedstawia cały układ, i to daleko więcéj złożony, aniżeli układ Jowisza. Oprócz ośmiu księżyców, posiada Saturn szczególnego rodzaju płaski pierścień, otaczający całą kulę i wirujący około niéj. Przy piérwszych niedokładnych lunetach długi czas nie umiano zdać sobie sprawy z postaci prawdziwéj tego jedynego w swoim rodzaju utworu w całym układzie planetarnym. Wyobrażano sobie Saturn z dwoma bocznymi wyrostkami, to znowu są-

w punkcie *a*, jak to było w r. 1878, wtedy, patrząc ze słońca lub z drogi ziemskiéj *ZZ'*, bardzo blisko słońca leżącéj (w porównaniu z odległością Saturna), widzimy sam kant płaskiego pierścienia, jako delikatnę liniją świetlną, która w słabszych lunetach niknie, i widać kulę Saturna pojedyńczą, bez pierścienia. Gdy Saturn dojdzie do punktu *c*, co przypada w r. 1885, wtedy, przy niezmienności w nachyleniu pierścienia, przedstawia się w postaci elipsy, najwięcéj otwartéj, zwróconéj południową powierzchnią ku oku. W r. 1892 w węźle wstępującym znowu tylko kant widzieć będzie można; nakoniec w r. 1899, gdy Saturn dojdzie do znaku Strzelca ♐, przedstawi się oku powierzchnia pierścienia północna w postaci elipsy najwięcéj otwartéj. Zmiany te widoku pierścienia, co lat 7 i 4 miesiące po sobie następujące, początkowo po odkryciu pierścienia wprowadzały w wątpliwość wszystkich spostrzegaczów aż do czasu objaśnienia ich przez Huygens'a. W epokach pośrednich elipsa przedstawia się więcéj zwężona, jak to widać na fig. 186-téj, przedstawiającéj wszystkie owe fazy widoku pierścienia podczas obiegu Saturna.

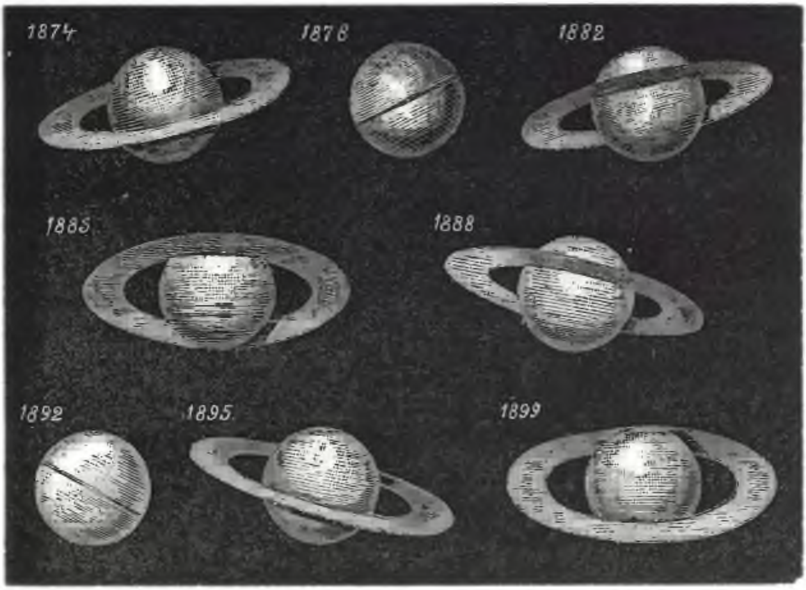


Fig. 186.
Widoki pierścieni Saturna.

Te właśnie fazy pierścienia są powodem zmienności blasku Saturna, gołym okiem widzianego. Powierzchnia, zwiększona widokiem pierścienia napłask, odbija daleko więcéj światła, aniżeli powierzchnia saméj

kuli w tych latach, w których pierścień jest bardzo wąski, albo kantem swym tylko ku oku zwrócony. Stądtéż w latach największego otworu elipsy pierścienia, jak w latach 1884, 85 i 86, Saturn przedstawia się jako jedna z najświetniejszych gwiazd, małoco ustępując blaskowi Jowisza. Blask ten i zarazem wielkość pozorna tarczy planety w takich latach są najznaczniejsze, bo tu właśnie przypada punkt przysłoneczny Saturna, a wskutek tego najmniejsza jego odległość od ziemi.

Natura fizyczna samego pierścienia, przez długi czas na podstawie prostych domysłów tłomaczona, dziś dopiéro zaczyna się nieco wyjaśniać. Przypuszczenia, że on przedstawia ciało stałe lub płynne, zostały przedewszystkim pozbawione prawdopodobieństwa wskutek rachunku Laplace'a, opartego na prawach grawitacyi. Dowiódł on bowiém, że jednolity i regularny pierścień, z jakiegokolwiek spójnego materyjału utworzony, nie byłby wstanie utrzymać się w stałéj równowadze około planety i, za najmniejszym zwichnięciem, wywołanym przez księżyce otaczające, musiałby spadać ku jéj powierzchni.

Nowsze odkrycia przyszły w pomoc rozjaśnieniu tego pytania. Jeszcze w r. 1665 amator astronomii, Ball, dostrzegł pośrodku pierścienia ciemny wąski pasek spółśrodkowy; pasek ten, przez Cassini'ego rozpoznany został jako przedział, czyli przerwa, dzieląca pierścień, dotychczas za jeden uważany, na dwa: jeden zewnętrzny A (Tab. IX), nieco ciemniejszy, drugi wewnętrzny B, jaśniejszy. Tę przerwę Cassini'ego na całym obwodzie pierścienia widać na Tab. IX, odpowiadającą literom *a*, *a*. Po udoskonaleniu lunet, dostrzeżono późniéj podobną, choć węższą przerwę, *a'a'*, dzielącą pierścień zewnętrzny; jest to tak zwana przerwa Encke'go. Nakoniec, podobne przerwy i w wewnętrznym pierścieniu spostrzegano, choć one niezawsze są widzialne i, jeżeli nie było to złudzeniem wzroku, należało przypuszczać, że się one tworzyły w pewnych tylko czasach. — Znacznie późniéj po odkryciu tych przerw, bo w r. 1838, Galle zauważył, że pierścień wewnętrzny B nie jest od strony planety czysto zakończony, a Bond i prawie jednocześnie Dawes w r. 1850 wyraźnie dostrzegli wewnątrz dwu znanych jeszcze trzeci pierścień, ciemniejszy (*c*) i jakby półprzezroczysty; część bowiém najbliższa kuli planety cokolwiek przez niego przeświéca. Nie jest on dość wyraźnie oddzielony od pierścienia wewnętrznego, tak iż zdaje się być jego przedłużeniem. Na tym zaś pierścieniu ciemnym widziano przerwę, zwaną dziś przedziałem Struve'go. (Por. fig. 187.)

Na zasadzie tych odkryć Maxwell w r. 1856 starał się dowodami poprzéć pierwotnie jeszcze przez Cassini'ego wypowiedziany pogląd, że pierścień Saturna złożony jest z drobnych satelitów, obiegających planetę, a tak blisko siebie położonych, że robią wrażenie jednego pierścienia, nie

mogąc być pojedyńczo rozpoznane. Mogą to być myryjady drobnych pyłków, ale podlegających znanym prawom Keppler'a. Mniemanie to jest najwięcéj do prawdy zbliżone, a potwierdza się ono ostatnimi badaniami Meyer'a z Genewy (1883), opartymi na spostrzeżeniach Kirkwood'a, pierwotnie tego przedmiotu dotyczących. Kirkwood obliczył, że działanie grawitacyi księżyców Saturna na przypuszczalny księżyc, obiegający po przedziale Cassini'ego, byłoby tak znaczne, że wywołałoby zwichnięcie drogi jego obiegowéj, czyli, że w odległości przerwy Cassini'ego od Saturna znajduje się punkt maximum zwichnięć, przez istniejące księżyce wytworzonych. Na téj zasadzie Meyer obrachował wpływy sześciu wewnętrznych księżyców i oznaczył punkty, w których działanie ich perturbacyjne jest maximum; okazało się, że wszystkie te punkty znajdują się właściwie na obwodach znanych dotychczas przerw pierścieni, jako to: przerwy Cassini'ego, przerwy Encke'go w pierścieniu zewnętrznym, przerwy Struve'go na ciemnym pierścieniu i innych. Uderzająca zgodność rachunku z położeniami przerw obserwowanymi i mierzonymi potwierdza teoryją Maxwel'a. Jeżeli bowiém pierścień składa się z drobnych pojedyńczych ciałek, to w pewnych miejscach, w których zwichnięcia ich dróg dochodzą do maximum, muszą one, zmieniając drogi, oddalać się od sąsiednich, wytwarzając przerwy w ich szeregach. Tym sposobem przerwy w pierścieniu byłyby skutkiem zwichnięć dróg drobnych satelitów przez księżyce i w takim razie, jak wszystkie zwichnięcia, mogłyby być zmienne i w pewnych tylko czasach widoczne, a nawet z czasem mogłyby być z góry przewidywane. Tak przerwa, z rachunku Meyer'a wynikająca, powinnaby się okazać w pierścieniu wewnętrznym, o $\frac{2}{3}$ jego szerokości od przerwy Cassini'ego.

Rachunek Meyer'a opiéra się na téj zasadzie zwichnięć, że jeżeli czasy obiegów dwu ciał, do jednego układu należących, są z sobą spółmierne, to wtedy wzajemne działanie grawitacyi prowadzi do największéj zmiany elementów obu dróg. Z téj zasady wychodząc, Meyer obliczał odległość punktów zwichnięcia maximum, przez każdy z sześciu księżyców wewnętrznych wywołanego. Zestawienie rezultatów tych wyrachowań mieści następująca tablica, w któréj w rubryce I oznaczono ilość księżyców jednakowo działających, wraz z obrachowaną teoretycznie w sekundach odległością od środka planety punktu działania maximum; w rubryce zaś II są pomieszczone odległości w sekundach, ze spostrzeżeń otrzymane, wszystkich obok wymienionych granic pierścieni.

I		II	
Ilość księżyców	Odległość maxim. dział. od środka planety	Odległości mierzone	Brzegi pierścieni
6 ks. wewn.	10″,54	10″,56	wewnętrzny brzeg ciemnego pierścienia
5 „	11 ,79	11 ,69	przedział Struve'go
6 „	13 ,21	13 ,02	wewnętrzny brzeg jasnego pierścienia
4 „	14 ,68	?	?
6 „	16 ,94	17 ,24	przedział Cassini'ego
3 „	18 ,84	18 ,95	„ Eucke'go
3 „	20 ,51	20 ,16	zewnętrzny brzeg pierścienia

Zgodność téj teoryi ze znanymi spostrzeżeniami nie pozostawia nic do życzenia. Dla jednéj tylko odległości, teoretycznie otrzymanéj (14″,68) nie znamy z obserwacyi żadnego naturalnego przedziału; wykrycie jego z czasem potwierdziłoby ostatecznie dzisiejsze przypuszczenie natury fizycznéj pierścieni.

Rozmiary pierścieni Saturna są bardzo znaczne; cała szerokość trzech pierścieni wraz z przerwą Cassini'ego wynosi 8865 mil gieogr. Brzeg wewnętrzny ciemnego pierścienia jest tylko o 1436 mil odległy od powierzchni planety, średnica zaś brzegu zewnętrznego pierścienia ma 37 090 mil. Grubość zaś pierścienia jest bardzo nieznaczna, co sprawia, że w węzłach jest on z trudnością i tylko przez wielkie lunety dostrzegalny. Przy niepewności tak delikatnych pomiarów należy przypuszczać, że nie jest on grubszy nad 30 mil gieogr., a przytym grubość ta nie zdaje się być jednostajna w całym pierścieniu, o czym wnioskować można zarówno z widoku cienia, przez kulę planety rzuconego (Tab. IX), jak i z teoretycznych wniosków Maxwell'a. Płaszczyzna pierścieni prawie razem się schodzi z równikiem Saturna; pierścienie nie są spółśrodkowe z planetą, gdyż jéj środek jest około 200 mil odległy od środka pierścieni.

Wobec teoryi Maxwell'a i rezultatów Meyer'a zbyteczne się wydaje przytaczanie czasów obrotu pierścienia jako jednolitéj całości, choć oznaczono ten czas na 14 godzin. —

Masa wszystkich pierścieni, według Bessel'a, stanowi $\frac{1}{118}$ część masy Saturna. Przy znanéj średniéj gęstości całego układu, mającego ciężar właściwy 0,7, i przy usprawiedliwionym przypuszczeniu gęstszego środka kuli, nie może ulegać wątpliwości, że materyja, składająca pierścienie, musi być bardzo lekka.

Porównywając wymiary pierścienia, oznaczone w piérwszych czasach ich odkrycia, z dzisiejszymi, powstaje podejrzenie zmiany w ich oddaleniu od powierzchni Saturna. O. Struve, wnosząc z pomiarów ostatnich czasów, przypuszcza, że pierścienie, zachowując swój zewnętrzny wymiar, zbliżają się wewnętrznym brzegiem ku planecie, t. j. że pierścień jasny wewnętrzny rozszérza się ku środkowi. Rozszérzanie to byłoby dość znaczne, jeżeli pomiary pierwotnych spostrzegaczów, zacząwszy od Huygens'a, przyjmiemy za zupełnie ścisłe. Z porównania ich bowiém wypadałoby około 1″,3 rozszerzenia, czyli prawie 9000 kilom. na 100 lat, t. j. 90 kilometrów rocznie. Przypuszczenie to, choć jeszcze dłuższego czasu potrzebuje do stanowczego stwierdzenia i liczebnego oznaczenia, jest jednak bardzo prawdopodobne i nie przeczy teoryi Maxwell'a, według któréj drobne satelity, składające pierścień, mogą łatwo podlegać zwichnięciom dróg, a wskutek tego i zmianom ich odległości od powierzchni Saturna.

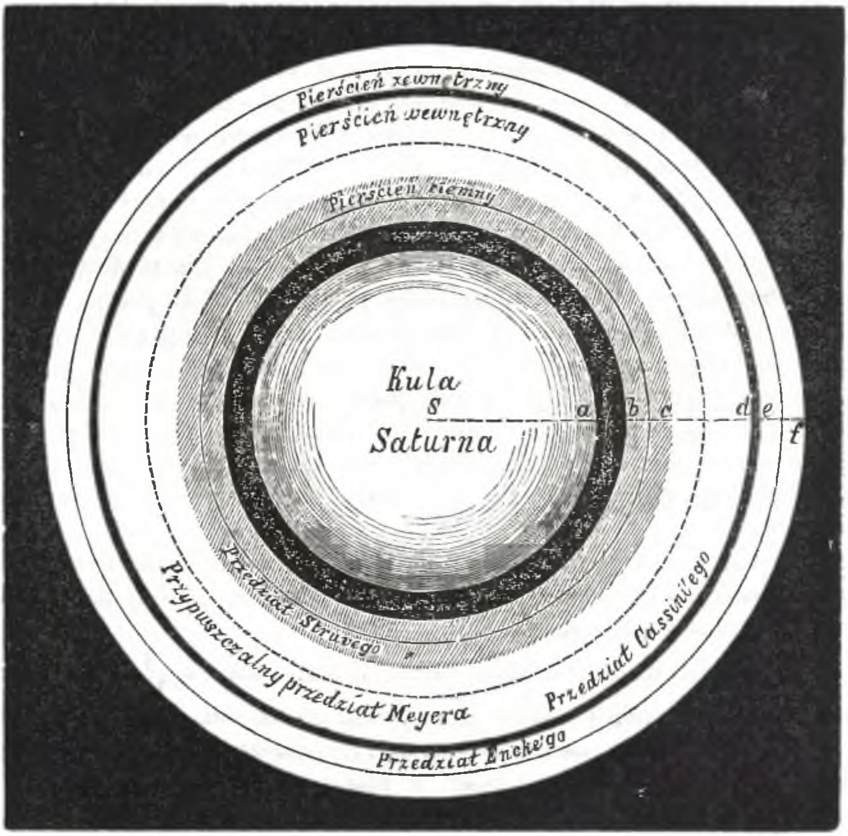


Fig. 187.

Fig. 187-ma przedstawia układ pierścieni, przy zachowaniu stosunku ich rozmiarów względem kuli Saturna. W następnéj zaś tablicy są zestawione rozmiary szczegółowe pierścieni Saturna i jego kuli, widzianych ze średniéj jego odległości (9,54 odległości ziemi od słońca), dokonane przez W. i O. Struve'ych:

$Sa = 9'',00 = 62\,100$ kilom.	$ef = 2'',40 = 16\,600$ kilom.
$Sb = 10\ ,54 = 72\,740$ „	$cd = 4\ ,30 = 29\,700$ „
$Sc = 13\ ,00 = 89\,800$ „	$de = 0\ ,45 = 3\,100$ „
$Sd = 17\ ,30 = 119\,500$ „	
$Se = 17\ ,65 = 121\,900$ „	
$Sf = 20\ ,05 = 138\,400$ „	

194. Księżyce Saturna. Oprócz układu pierścieni, obiega dokoła Saturna osiem księżyców w różnych, wzrastających stopniowo odległościach. Są one wogóle małe i przedstawiają się w lunetach jako drobne gwiazdki, trudne do dostrzeżenia; jeden tylko z nich, szósty skolei, jest dość świetny i z łatwością nawet w mniejszych lunetach widzialny; piérwszytéż on został dostrzeżony jeszcze w roku 1655.

Elementy dróg księżyców Saturna, oile dziś dały się już obrachować, zawarte są w następnéj tablicy, wraz z ich nazwami, datami odkrycia i nazwiskami odkrywców:

		Mimas Herschel 1789	Enceladus Herschel 1789	Thetis Cassini 1684	Dione Cassini 1684
Długość węzła		?	?	167° 37′	167° 37′
„ punktu przysłonecznego		?	?	109° 7′	145° 4′
Nachylenie		?	?	28° 10′	28° 10′
Długość połowy osi	w prom. Saturna	3,11	3,99	4,93	6,35
	w kilometrach	186 000	238 000	294 000	379 000
Mimośród		?	?	0,0109	0,0031
Czas obiegu gwiazdowego		0^d,942	1^d,370	1^d,888	2^d,737
Ruch dzienny średni		381°,95	262°,72	190°,69	131°,54

		Rhea Cassini 1672	Titan Huygens 1655	Hyperion Bond 1848	Japetus Cassini 1671
Długość węzła		167° 20′	167° 59′	167° 52′	143° 1′
„ punktu przysłonecznego		185° 0′	257° 7′	164° 58′	349° 20′
Nachylenie		28° 8′	27° 37′	28° 10′	18° 38′
Długość połowy osi	w prom. Saturna	8,82	20,49	24,81	59,64
	w kilometrach	526 000	1 222 000	1 480 000	3 558 000
Mimośród		0,0008	0,0279	0,1250	0,0284
Czas obiegu gwiazdowego		4^d,517	15^d,945	21^d,311	79^d,329
Ruch średni dzienny		79°,69	22°,57	16°,91	4°,54

Z zestawienia tego widać, że, z wyjątkiem tylko księżyca 8-go, wszystkie inne obiegają prawie w płaszczyźnie pierścienia. Porównanie ich odległości z czasami obiegów wskazuje, że 3-cie prawo Keppler'a jest ściśle zachowane, tak iż księżyce stanowią z kulą Saturna prawdziwy układ, podobny do ogólnego układu planetarnego. Podobnie, jak w układzie Jowisza, istnieją i tu pewne szczególne stałe prawa w obiegach księżyców. Mianowicie, według poszukiwań d'Arrest'a, położenia czterech wewnętrznych księżyców powracają zawsze też same po upływie $465\frac{3}{4}$ dnia; w tym okresie przypada 494 obiegi pierwszego, 340 drugiego, 247 trzeciego i 170 obiegów księżyca czwartego.

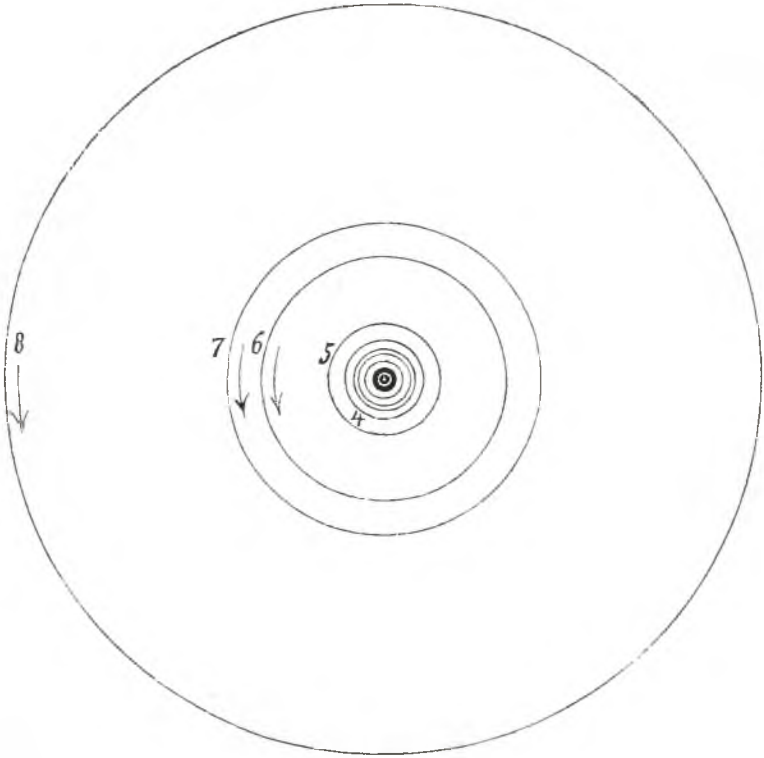


Fig. 188.

Wielkości ich i masy drogą bezpośrednią nie udało się oznaczyć z powodu ich małości; najświetniejszy z nich, Tytan, jest jeszcze mniejszy od najmniejszego księżyca Jowisza. Wnosząc z blasku, Pickering w przybliżeniu oznacza, że najświetniejszy z nich może mieć około 2260 kilometrów średnicy.

Czy dla księżyców Saturna ma miejsce równość czasu obiegu z czasem ich obrotu około swéj osi, tego także dostrzéc nie podobna, ale domyślać się tego mamy prawo ze szczególnych objawów zmienności światła, jakie okazuje Japetus. Będąc na zachodniéj stronie planety ma on blask małoco mniejszy od Tytana, najłatwiejszego do zobaczenia; ilekroć zaś jest na wschodniéj części swéj drogi, blask jego zniża się tak, że ledwie dorównywa słabszym wewnętrznym księżycom. Ten mały związek zmiany światła z miejscowością naprowadza na domysł niejednostajnego odbijania światła na dwu różnych półkulach, przy obrocie wyrównywającym czasowi jego obiegu.

Przy wielkości Saturna zaćmienia jego księżyców są prawie równie częste jak i księżyców Jowisza; położenie jednak cienia Saturna, leżącego prawie na przedłużeniu promienia widzenia z ziemi, i słaby blask samych księżyców nie dają możności łatwego ich spostrzegania.

Drogi księżyców Saturna przedstawione są na fig. 188-éj przy zachowaniu naturalnych stosunków ich rozmiarów.

UKLAD URANUSA.

195. Uranus należy do planet, odkrytych dopiéro po wynalezieniu lunet, choć jako gwiazda 6-éj wielkości może być gołym okiem dostrzeżony, byleby miejsce jego na niebie było wiadome. Dopiéro po jego odkryciu przez Herschel'a w r. 1781 przekonano się, że był kilka razy obserwowany i za gwiazdę stałą przyjmowany, i to jeszcze w r. 1690 przez Flamsteed'a, a potym przez Lemonnier'go w Paryżu w r. 1768.

W lunetach średnich przedstawia on już wyraźną tarczę, ale bardzo małą, gdyż tylko 4″ średnicy mającą.

Do obiegu całéj swéj drogi potrzebuje Uranus lat 84 dni 7 i przeszło 9 godzin; miejsce więc swe na niebie zmienia bardzo wolno, posuwając się rocznie zaledwie o $4^0,3$ średnio. Obieg jego synodyczny z téj saméj przyczyny małoco różni się od obiegu ziemi, tak, że opozycyje następują po sobie co rok i 4 lub 5 dni; w latach 1886 i 1885 opozycyje Uranusa przypadają w końcu marca, w następnych zaś, aż do roku 1892, wszystkie przypadną w kwietniu.

Płaszczyzna drogi Uranusa najmniéj ze wszystkich dróg planetarnych różni się od położenia ekliptyki, bo jest do niéj nachylona pod kątem 46′ 21″.

Przy ogromnéj od ziemi odległości, zmieniającéj się od 382 do 418 milijonów mil, nie podobna nawet w największych tegoczesnych teleskopach dostrzéc jakichkolwiek wyraźniejszych szczegółów powierzchni planety. Przedstawia się ona jako tarcza zielonawego nieco odcienia; nie-

znaczne zaś plamy jaśniejsze, niekiedy dostrzegane, niczego domyślać się nie pozwalają.

Wielkość średnicy prawdziwéj planety została obliczoną z jéj średnicy pozornéj na 6795 mil gieogr.; objętość jéj prawie 61 razy jest większa od objętości ziemi.

Widmo światła Uranusa, badane niejednokrotnie, nie pozwala ściśle odróżnić prążek słonecznych, ale przedstawia (Tab. IV fig. 3-cia) kilka smug absorbcyjnych, podobnych do smug Jowisza i Saturna, co przemawia za obecnością atmosfery.

Powierzchnia jego, według Zöllner'a, odbija więcéj światła, aniżeli powierzchnia Jowisza; w téj jednak odległości ilość światła słonecznego, tam dochodząca, przedstawia zaledwie 0,003 téj ilości, jaką odbiéra ziemia.

Odkrycie przez Herschel'a w r. 1787 dwu księżyców, a przez Lassel'a w r. 1846 jeszcze dwu, dopomogło do poznania niektórych chociaż szczegółów, tyczących się planety. Przedewszystkim z obiegów ich wyrachowano masę Uranusa, równą według Newcombe'a $\frac{1}{22000}$ masy słońca, a więc 13,52 raza większéj od masy ziemi, a z tego poznano i gęstość jego, będącą prawie $\frac{1}{4}$ częścią gęstości ziemi.

Obrót Uranusa około osi i spłaszczenie dotychczas niedość stanowczo są określone. Niewyraźne plamy jego powierzchni dozwoliły zaledwie przybliżenie oznaczyć czas obrotu, około 12 godzin, i nachylenie równika, wyjątkowe między planetami, gdyż przeszło 80° wynoszące. Dane te jednak są bardzo niepewne. Wnosząc z przykładów wszystkich planet, położenie równika prawdopodobnie niewiele się różni od położenia dróg księżyców; te zaś rzeczywiście przedstawiają wyjątek pośród całego układu planetarnego. Drogi ich są tak położone, że wszystkie tworzą z płaszczyzną drogi Uranusa kąt 81° do 82°, ale po nich *księżyce postępują ruchem wstecznym, t. j. od wschodu na zachód.* Ten wyjątek od prawa, w całym słonecznym układzie panującego, daje się sprowadzić do prawa ogólnego, jeżeli wyobrazimy sobie, że płaszczyzna drogi księżyca UU'U'' (fig. 189), schodząc się pierwiastkowo z płaszczyzną drogi planety, obróci się następnie około linii węzłów UU'' o 98°, tak, że punkt U' przyjdzie do położenia U'''. Wówczas ruch księżyca prosty *ab* pozostanie nim i na obróconéj drodze, jako *a'b'*; wydaje zaś się tylko jako ruch wsteczny z tego powodu, że nachylenie U'U''' łatwiéj nam odnieść w przeciwną stronę, jako U'''U^{IV}, spełnienie do 180°.

Jeżeli z tego wyjątkowego nachylenia dróg księżyców Uranusa wnosić będziemy o zbliżonym do niego położeniu równika planety, jak to

jest prawidłem w całym układzie planetarnym, wtedy warunki oświetlenia i ogrzania planety przez słońce przedstawią się jako zupełnie odmienne

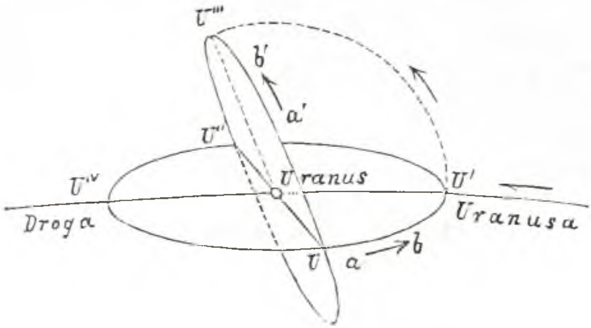


Fig. 189.

od warunków innych planet. Przy położeniu równika prawie prostopadłym do płaszczyzny drogi, oś planety musiałaby prawie schodzić się z tąż płaszczyzną (fig. 190), biegun jeden byłby wystawiony na działanie

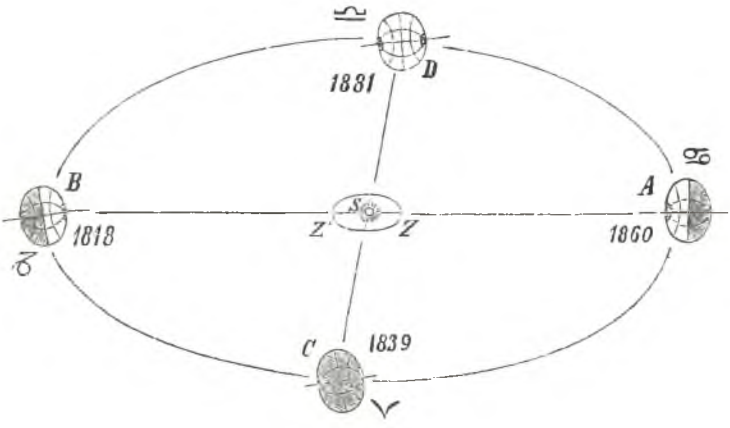


Fig. 190.

ciągłe słońca, przez lat prawie 40 trwające, gdy drugi przez tenże czas zupełnie światła byłby pozbawiony. Położenie to osi Uranusa, choć niewyznaczone jeszcze szczegółowo, jest z wielu danych możebne i prawdopodobne; zgadza się ono z obserwowanym przez Buffhama w r. 1870 nachyleniem równika $=80^0$ i objaśnia dotychczasową trudność wyzna-

czenia spłaszczenia planety. Widzimy ją bowiém z drogi ziemskiéj ZZ' (fig. 190) prawie przez całe dziesiątki lat jako tarczę okrągłą; elipsojda bowiém około punktów A i B jednym biegunem do oka jest zwrócona, dopiéro około punktów C i D, leżących na linii węzłów równika, można oba bieguny równocześnie zobaczyć i rozpoznać ewentualny profil elipsojdy, jako jéj przecięcie płaszczyzną, przez oś przechodzącą. W tych więc tylko punktach, bliskich punktów C lub D, można się spodziewać oznaczenia prawdziwego spłaszczenia; w pośrednich bowiém punktach, jak między A i D, lub A i C eliptyczna postać zamało jest wyraźna. Przez taki punkt węzła dróg księżycowych, mającego według Newcombe'a długości 165° 30', przechodził Uranus w grudniu r. 1881 i w ciągu kilku lat następnych eliptyczność jego powinna była być widoczna. I w rzeczy saméj spostrzeżenia Schiaparelli'go i Young'a z r. 1883 potwierdzają w zupełności powyższe przypuszczenia. Schiaparelli znalazł, że płaszczyzna równika jest bardzo bliska płaszczyzn dróg księżycowych, oś więc elipsojdy prawie leży w płaszczyźnie drogi (fig. 190), nadto oznaczył spłaszczenie na $\frac{1}{10{,}9}$, potwierdzając podobną liczbę przez Mädler'a w roku 1842 otrzymaną. Young w tymże czasie wyznaczył spłaszczenie $\frac{1}{13}$. Przy tak znacznym spłaszczeniu obrót planety musi być szybki; nie jest on jednak dotychczas oznaczony. Zadanie to zapewne rozwiążą tegoczesne wielkie teleskopy.

Cztéry *) znane księżyce Uranusa, których drogi przedstawia fig. 191-sza, należą do najmniejszych i najtrudniéj dostrzegalnych ciał niebieskich; przedstawiają się one jako gwiazdki 14-éj wielkości. O prawdziwych ich rozmiarach zaledwie z porównania blasku przybliżony domysł osiągnąć się dało. Według Pickering'a, dwa zewnętrzne mają średnice: jeden nie mniejszą od 940, drugi zaś od 870 kilometrów.

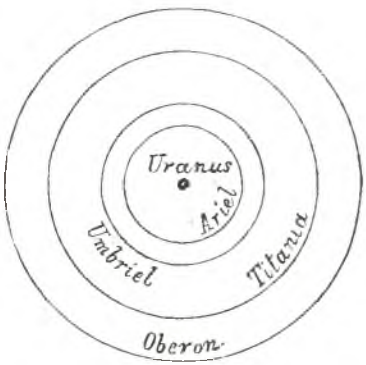


Fig. 191.

Elementy ich dróg dość ściśle oznaczone, zawarte są w następującéj tablicy:

*) Herschel w r. 1797 utrzymywał, że Uranus posiada sześć księżyców, co się jednak nie potwierdziło.

		Ariel	Umbriel	Tytania	Oberon
Długość węzła		167° 20′	164° 6′	165° 32′	165° 17′
„ punktu przysłonecznego		3° 46′	322° 39′	259° 5′	315° 3′
Nachylenie		97° 58′	98° 21′	97° 47′	97° 54′
Pół osi	w promieniu Uranusa	7,72	10,76	17,65	23,60
	w kilometrach	194 000	271 000	444 000	593 000
Mimośród		0,020	0,010	0,0011	0,0038
Czas obiegu gwiazdowy		2^d,5204	4^d,1441	8^d,7059	13^d,4633
Ruch dzienny średni		142°,83	86°,87	41°,35	26°,74

NEPTUN I JEGO KSIĘŻYC.

196. Planeta Neptun, w r. 1846 odkryta rachunkiem Leverrier'go, obiega na krańcach dziś znanego układu słonecznego (us. 178). Droga jéj byłaby daleko mniéj poznana, gdyby nie podobne okoliczności, jakie miały miejsce z Uranusem. Przekonano się bowiém, że Lalande w Paryżu na 50 lat przed rokiem jéj odkrycia, to jest w r. 1795, obserwował Neptun, biorąc go za gwiazdę stałą. To dopomogło do prędszego określenia drogi planety, gdy kilka punktów jéj drogi prawie było odrazu znanych. Czas jéj obiegu oznaczono na 165 lat 280 dni i przeszło 2 godziny, przy średniéj odległości od słońca 605,7 milijona mil. Ten powolny obieg odbija się na niebie w małym bardzo ruchu rocznym, zaledwie 2° wynoszącym, wskutek czego peryjody od opozycyi do opozycyi o półtrzecia dnia tylko różnią się od roku ziemskiego i opozycyja przez całe 10 lat od r. 1879 do 1889 przypadają w listopadzie.

Neptun tylko zapomocą lunet dostrzeżony być może jako gwiazda 8-éj wielkości i dla znalezienia go na niebie miejsce jego musi być naprzód dokładnie znane, aby przy bardzo powolnym ruchu można go było odróżnić od gwiazd stałych tego samego blasku.

Fig. 192-ga przedstawia część drogi Neptuna w blizkości opozycyi r. 1885 wraz z drobniejszymi gwiazdami w téj okolicy położonymi. Przechodzi on prawie pod gromadą Plejad, o 6° tylko niżéj ku południowi.

W wielkich lunetach średnica pozorna Neptuna, wynosząca 2″,5, pozwala rozróżnić okrągłą tarczę, blado-niebieskawego odcienia, bez żadnych na niéj szczegółów. Z średnicy téj obliczono wielkość średnicy prawdziwéj na 8428 mil gieogr., co wskazuje, że wielkością swą Neptun zbliża się do Uranusa.

Wkrótce po odkryciu Neptuna na niebie przez Galle'go w Berlinie, Lassel swym wielkim reflektorem, ustawionym na Malcie, odnalazł przy nim w r. 1847 księżyc i to dało możność dowiedzenia się o masie i gęsto-

ści planety; inne bowiém warunki fizyczne z przyczyny tak wielkiéj odległości są zupełnie nieznane.

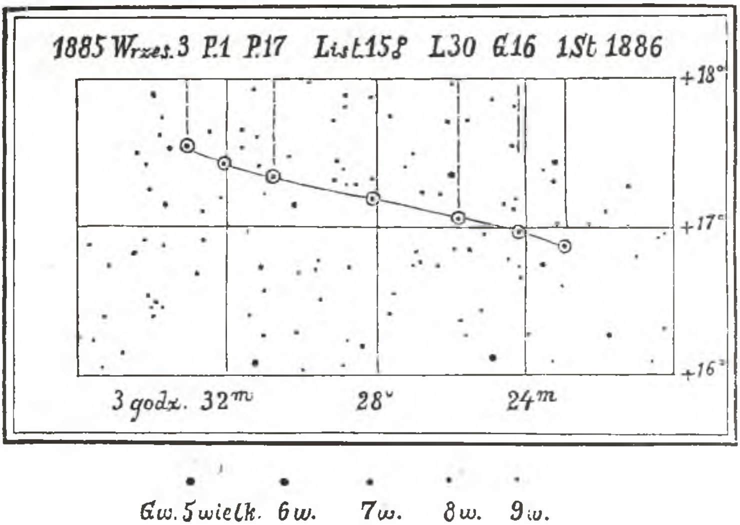


Fig. 192.
Część drogi Neptuna w r. 1885.

Księżyc Neptuna, odległy od środka planety o 14,54 jéj promienia, to jest o 61 271 mil gieogr., obiega swą drogę w ciągu 5 dni i 21 godzin prawie, przyczym tego *księżyca ruch jest wsteczny*, a droga nachylona pod 35°. Dla sprowadzenia tego ruchu do prostego, ogólnie w układzie słonecznym panującego, musimy przypuścić, że droga księżyca od drogi planety odchylona jest o 180° — 35°, t. j. o 145°, i że wskutek tylko tego ruch ten przedstawia się jako wsteczny.

Widzimy z tego, że obie ostatnie planety, Uranus i Neptun, odróżniają się pod tym względem od wszystkich innych. Czy i równik Neptuna odpowiada położeniu drogi jego księżyca, nie wiemy, mimo ciekawości, jaką to pytanie budzi.

Księżyc Neptuna, w największych tylko teleskopach widzialny, przedstawia się jako gwiazda 13-éj wielkości. Blask jego w porównaniu z blaskiem planety prowadzi do przypuszczenia, że wielkość jego prawdziwa do 3600 kilom w średnicy dochodzić może.

Elementy jego drogi są następujące:

Długość węzła	$148^0\,30'$	Mimośród	0,0088
„ punktu przysłonecznego	$8^0\,30'$	Czas obiegu gwiazdowy	$5^d,8769$
Nachylenie	$145^0\ 7'$	Ruch dzienny średni	$61^0,26$.
Pół osi { w promieniu Neptuna	14,54		
Pół osi { w kilometrach	454 000		

Ruch księżyca Neptuna posłużył do obrachowania masy planety $= \frac{1}{14\,292}$ masy słońca, a więc 22,53 raza większéj od masy ziemi, co na gęstość jego daje 0,4 gęstości ziemi. Są to jedyne dane o fizycznym stanie Neptuna. Rozbiór widmowy, przez Huggins'a i Vogel'a dokonany, wskazuje słabe smugi absorbcyjne, zbliżone do smug Uranusa, coby oznaczało absorbcyją przez atmosferę, otaczającą planetę. Z dotychczasowych danych wiedziéć tylko napewno można, że Neptun, podobnie jak cała grupa planet zewnętrznych, odznacza się względnie małym ciężarem gatunkowym, a obok tego wyjątkowym nachyleniem drogi księżyca, a prawdopodobnie i równika, wyróżnia się wraz z Uranusem od wszystkich innych ciał układu planetarnego, stanowiąc z tym ostatnim grupę naturalną, podległą w dalekiéj przeszłości nieco odmiennym od innych planet warunkom.

ROZDZIAŁ VIII.

KOMETY I METEORY.

---

197. Między ciałami niebieskimi, których ruch własny na pozornym sklepieniu nieba łatwo dostrzegać się daje, komety i meteory tak dalece wyróżniają się od dotychczas opisywanych planet i księżyców, że nawet powierzchowne ich spostrzeganie zmusza do uważania ich za ciała od tamtych odrębne.

I. KOMETY.

198. Komety przedstawiają się najczęściéj jako gwiazdy, otoczone jasną, błyszczącą atmosferą, przedłużającą się w smugę świetlną, nieraz bardzo długą, zwaną «warkoczem». Pojawiają się one na niebie zwykle niespodzianie, wzrastają w blasku i świetności warkocza, obiegają część nieba, zbliżając się pozornie w stronę słońca, następnie światło ich słabnie i, w parę lub kilka miesięcy po nagłym ukazaniu się, również prędko dla oka znikają.

Niektóre odrazu w całéj świetności zjawiają się tak niespodzianie, jak wielka kometa z roku 1882, widziana u nas w owym roku na jesieni przed wschodem słońca. Została ona spostrzeżona w połowie września prawie jednocześnie w kilku miejscowościach w dzień; 18 września Thollon w Nizzy zobaczył ją w południe o 3° tylko od słońca odległą. Po kilku tygodniach znikła ona dla nieuzbrojonego oka, w lunetach zaś jeszcze przez parę miesięcy była widzialna jako lekka mgła.

To nagłe zjawianie się i znikanie komet, od najdawniejszych czasów zdarzające się, było powodem, że w starożytności utwory te nie były nawet zaliczane właściwie do istotnych ciał niebieskich: przypuszczano, że one się tworzą w chwili, w któréj się ukazują, jako produkty gazów atmosfery ziemskiéj. Długo ogólnie przywiązywano do ich pojawienia się znaczenie przepowiedni nieszczęść lub doniosłych zdarzeń; wyjątkowéj tylko bystrości umysły jaśniéj na to patrzały. Seneka, w tak odległéj starożytności żyjący, już wypowiedział to zdanie: «nie dziwmy się, że

«prawa biegu komet przy ich rzadkości są niezbadane. Nie widzimy ani «początku ani końca ich dróg, po których one z niezmierzonych odległości «do nas przychodzą. Przyjdzie czas, kiedy po setkach lat badania stanie «się jasnym to, co dziś zupełnie dla nas jest pokryte tajemnicą». Słowa te jednak rzymskiego filozofa długi czas na sprawdzenie swe czekały, bo jeszcze w wiekach średnich, kiedy badanie układu planet już dość daleko było posunięte, pojęcia o kometach nawet w umysłach takich ludzi, jak Galileusz i Tycho, niewieleco postąpiły.

199. Drogi komet. Pierwsze pojęcia o ruchu komet około słońca, jako ciał stale istniejących, powstały w umyśle Hewelijusza, gdańszczanina, i ucznia jego, pastora w Saxonii, Dörfel'a. Ten ostatni, obserwując kometę w roku 1680, wyrzekł zdanie, że droga jéj jest prawdopodobnie parabolą, w któréj ognisku znajduje się słońce. Zdanie to wkrótce potwierdził Newton rachunkiem, na prawach grawitacyi opartym, wykazując, że przy obserwowanéj prędkości ruchu komet, widoczna z ziemi droga, jaką one przebiegają, daje się ściśle podciągnąć pod postać paraboli, któréj elementy na tych samych zasadach, jak elementy dróg planet, wyznaczyć się dają. Z tą postacią dróg komet związane jest inne pytanie. Wiadomo, że parabola jest liniją niezamkniętą (us. 150); komety więc, przechodząc po niéj około słońca, oddalałyby się od niego bezpowrotnie i przedstawiałyby ciała zupełnie obce, wciągnięte przypadkiem jednorazowo w sferę działania przyciągającego słońca.

Dla rozjaśnienia tego pytania należy naprzód zauważyć, że część widzialna drogi komet jest stosunkowo mała, a wskutek tego przy najściślejszych nawet spostrzeżeniach trudno ją odróżnić od części bardzo wydłużonéj elipsy, jak to z fig. 193-éj wyrozumiéć można. Jeżeli w ogni-

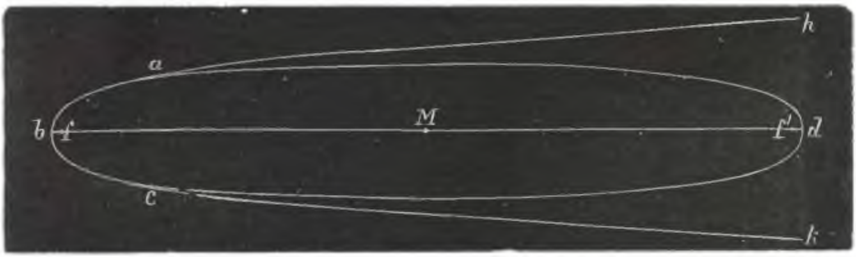


Fig. 193.

sku f wydłużonéj elipsy wyobrazimy sobie stojące słońce, to część drogi abc zarówno może należéć do elipsy $abcd$, jak i do paraboli $habck$; przez część zaś drogi, dłuższą, niż przedstawiona przez łuk abc, rzadko kiedy udaje się dostrzéc kometę, jako ciało bardzo słabo świécące w znaczniejszéj odległości.

Z zasad grawitacyi, powyżéj wyłożonych, wiemy, że postać dróg ciał niebieskich zależy od stosunku dwu sił (us. 150): stale działającéj siły słońca i siły nabytego już ruchu; stosunek ten wytwarza pewną stałą prędkość ciała w punkcie przysłonecznym. I tak: ziemia, obiegając po elipsie posiada w punkcie przysłonecznym prędkość 4,19 mili gieogr. na sekundę; gdyby ta prędkość wzrosła do 5,87 mili, droga ziemi stałaby się parabolą. Wyobraźmy sobie, że odległość punktu przysłonecznego jakiéjś komety jest równa odległości ziemi od słońca; wtedy z prędkości komety w tym punkcie wnosić możemy o rodzaju jéj drogi; jeżeli prędkość będzie 5,87 mili na 1 sekundę, droga będzie parabolą; małe zmniejszenie téj prędkości wytworzy elipsę, zwiększenie zaś hiperbolę. Taksamo więc, jak mała różnica w prędkości zmienia drogę kołową na elipsę (us. 150), do zmiany paraboli czyto na elipsę, czyteż na hiperbolę potrzeba małéj zmiany prędkości, gdyż, podobnie jak koło jest przecięciem stożka tylko w przypadku prostopadłości płaszczyzny przecinającéj do osi, parabola powstaje tylko wskutek przecięcia stożka płaszczyzną, równoległą do jednéj tworzącéj (us. 150), i mała zmiana w nachyleniu owéj płaszczyzny wytworzy albo elipsę, alboteż hiperbolę.

Przypuśćmy, że kometa bieży po paraboli, zbliżając się po swéj drodze ku któréjkolwiek z wielkich planet: wówczas albo bieg komety się przyśpieszy, jeżeli kometa jest więcéj od słońca oddalona niż planeta, alboteż zwolni, jeżeli kometa wyprzedza planetę. I w jednym i w drugim wypadku subtelna droga paraboliczna ulegnie zmianie: w piérwszym razie przejdzie w hiperbolę, w drugim zaś w mniéj lub więcéj wydłużoną elipsę.

To, cośmy dotąd, opiérając się na zasadach grawitacyi, powiedzieli, rozwiązuje kwestyją możliwości powrotu komet do słońca i prowadzi do przekonania, że rzadka w rzeczywistcści postać paraboliczna ich dróg musi się często taką właśnie wydawać, jako mała tylko część bardzo wydłużonéj elipsy, oraz, że jeżeli niekiedy bywa istotnie paraboliczna, to wskutek zwichnięć z łatwością na eliptyczną, albo na hiperboliczną przechodzić może. Eliptyczna droga komety nie różni się w zasadzie od dróg innych ciał, pod wpływem słońca zostających, choć praktycznie eliptyczność jéj najczęściéj dopiéro po jéj powrocie do słońca stwierdzona być może. Dlategoteż piérwsze określenie drogi nowych komet zasadza się na wyznaczeniu paraboli, jako drogi przybliżonéj, i potym na porównaniu jéj ze spostrzeżeniami dalszymi, dla zamiany jéj na ostateczną, prawdziwą.

Elementy drogi parabolicznéj, podobnie jak elementy dróg planetarnych, określają w zupełności obserwowaną część drogi od zjawienia się aż do zniknięcia komety. Zamiast jednak sześciu elementów dróg elip-

tycznych (us. 161), dla dróg parabolicznych potrzeba pięciu elementów, gdyż mimośrody wszelkich paraból są stale równe jedności; nadto, w miejsce połowy osi wielkiéj (która w paraboli, mogącéj być uważaną za elipsę nieskończenie wielką, jest sama nieskończenie wielka) wyznacza się odległość punktu przysłonecznego od słońca. Za epokę przyjmuje się chwilę przejścia komety przez punkt przysłoneczny paraboli (us. 167 *a*) [anomalii średniéj (us. 167 *c*) być nie może, bo parabola nie ma środka]. Ani o czasie obiegu gwiazdowego (us. 168) po paraboli, jako nieskończenie wielkim, ani tymsamym o ruchu średnim dziennym niéma tu mowy.

Ostatecznie więc, dla wyznaczenia drogi parabolicznéj komety, podobnie jak przy drogach planet, zapomocą spółrzędnych równikowych dostrzeganéj komety określa się jéj pięć elementów, a mianowicie:

1) chwilę przejścia przez punkt przysłoneczny (T).

2) długość węzła wstępującego (oznaczymy ją przez ☊),

3) nachylenie drogi (i),

4) odległość punktu przysłonecznego od środka słońca (q), wyrażaną zwykle w stosunku do promienia drogi ziemskiéj, przyjętego za jednostkę,

5) długość punktu przysłonecznego (π), albo (us. 166) długość od węzła do punktu przysłonecznego (π — ☊ $= \omega$).

Ponieważ ruch komet może być zarówno prosty, jak wsteczny, przeto przy odpowiednim liczeniu kąta nachylenia zwykle tę okoliczność zaznacza się odpowiednio literami D (directe) i R (rétrograde). Jeżeli na fig. 194-éj wyobrazimy sobie rzut ekliptyki EE′, przeciętéj przez dwie płaszczyzny komet KK′ i LL′, i węzeł wstępujący w punkcie ☊, wtedy licząc kąt, tak wrazie ruchu prostego, jak i wstecznego, iżby był mniejszy od 90°, mieć będziemy dla komety KK′ kąt nachylenia $i =$ E′☊K′, dla komety zaś LL′ kąt $i =$ E☊L′.

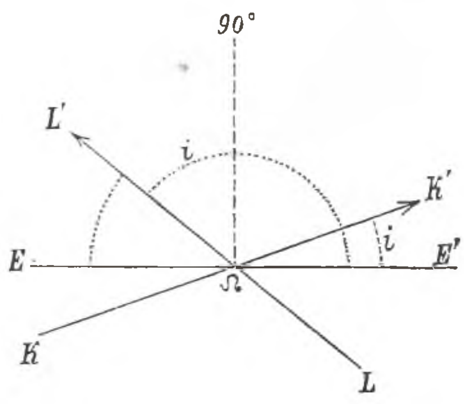


Fig. 194.

Dla ujednostajnienia w oznaczeniu elementów obu rodzajów komet, zamiast liczenia odległości punktu przysłonecznego w zwykłym kierunku od punktu wiosennego, najczęściéj liczą odległość punktu przysło-

necznego od węzła w kierunku biegu komety i tę odległość w stopniach, to jest π — ☊, oznacza się zwykle przez ω *).

Jako przykład przybliżonego określenia drogi komety względem drogi ziemi zapomocą oznaczonych elementów sposobem graficznym, weźmiemy kometę z roku 1884, któréj elementy ze spostrzeżeń, jakich dokonał Palisa w Tryjeście, są:

T = r. 1884, lutego 3,4857 czasu śr. berl.; ☊ = 258° 18′ 4″;
i = 76° 11′ 42″; q = 0,7445; π = 98° 56′ 17″; D.

Na rysunku perspektywicznym (fig. 195) elipsa ♈Z☊ oznacza drogę ziemi. Od punktu wiosennego ♈ odcinamy długość ☊ = 258° 18′ 4″; linija węzłów, przez słońce przechodząca, jest ☊S☋. Poprowadźmy ze środka słońca S liniją SS′ na ekliptyce, prostopadłą do ☊☋, a z tegoż punktu S na płaszczyźnie, prostopadłéj do ekliptyki i przez SS′ przechodzącéj, poprowadźmy liniją Sk' pod kątem k'SS′ = i = 76° 11′ 42″; przez linije Sk' i ☊☋ przechodząca płaszczyzna jest płaszczyzną drogi komety. Następnie od punktu ♈ odcinamy długość punktu przysłonecznego do punktu P tak, iż kąt ♈SP = 98° 56′ 17″, a płaszczyzna szero-

*) Jeżeli kąty nachylenia płaszczyzny drogi komety będziemy liczyli od punktu E′ (fig. 194) bez przerwy aż do 180°, to wtedy sama wielkość kąta wskaże, czy ruch komety jest prosty (D), czyteż wsteczny (R). Dopóki bowiem ten kąt i będzie mniejszy od 90°, kometa będzie miała ruch prosty, gdyż jéj długość helijocentryczna będzie wzrastała; kiedy zaś kąt i będzie większy od 90°, jak np. E′☊L′, wtedy ruch komety będzie wsteczny, od wschodu na zachód, i długość helijocentryczna zmniejszać się będzie. W pierwszym razie ω liczyć się będzie od węzła ☊ w stronę E′, w drugim zaś od węzła w stronę E, t. j. w obu razach w stronę biegu komety. Dlatego często w elementach komet spotykamy kąt i większy od 90°, co wtedy znaczy, że spełnienie jego do 180° jest właśnie nachyleniem, z przeciwnéj strony liczonym. Wtedy również zamiast π spotykamy ω jako liczbę, bezpośrednio wskazującą odległość punktu przysłonecznego od węzła, liczoną w kierunku wstecznym.

Ten sposób określania kąta i, do rachunku komet przez Gauss'a wprowadzony, często się w dziełach astronomicznych spotyka. Pociąga on za sobą zmianę w wyrażeniu pozostałych elementów. Jeżeli bowiem elementy, podanym powyżéj sposobem oznaczone, t. j. przy których wyraźnie jest wskazany kierunek ruchu (D lub R), nazwiemy π, i, ☊, ω, te zaś, przy których kierunek ruchu z samego kąta i wypada, nazwiemy odpowiednio π', ☊′, i', ω', wtedy, oczywiście, ☊ = ☊′, $i' = 180^0 - i$. A gdy w ruchu prostym π — ☊ = ω, to w ruchu wstecznym ω' będzie spełnieniem ω do 360°, to jest π' — ☊′ = 360 — ω. Z dodania tych dwu równości stronami odpowiednimi wypada $\pi + \pi'$ — 2☊ = 360°, czyli

π' = 2☊ — π.

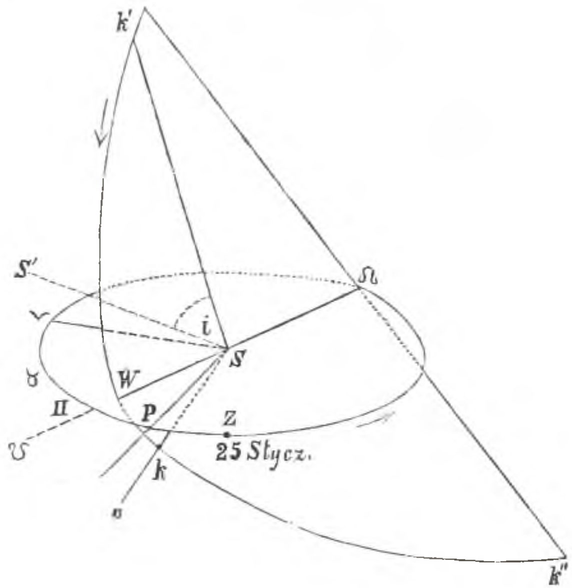
Odwrotnie również

$i = 180 - i'$, $\omega = 360^0 - \omega'$, π = 2☊ — π'.

Tak np. elementy komety wielkiéj z r. 1882, mającéj ruch wsteczny, można (opuszczając jeszcze znaczki przy literach) przedstawić dwojako:

T = 1882 wrz. 17,298 cz. par.	T = 1882 wrz. 17,298 cz. par.
☊ = 345° 43′	☊ = 345° 43′
i = 38° 13′	i = 141° 47′
q = 0,0075	q = 0,0075.
π = 276° 38′	π = 54° 48′
ω = 290° 55′	ω = 69° 5′
R	

kości, przez liniją SP przechodząca (prostopadła do ekliptyki), przetnie płaszczyznę drogi komety według linii Sp, na któréj, w odległości od S równéj $q = 0{,}74 . S\gamma$, w punkcie k przypadnie perihelium komety w d. 3 lutego. Przy znanym wiérzchołku paraboli i ognisku w słońcu S, wykréślimy ją jako drogę komety $k'kk''$. Przecina ona ekliptykę na linii węzłów w punkcie W przed dojściem komety do perihelium, a więc w styczniu, kiedy ziemia w tym czasie znajduje się w pośrodku znaku ♋ (Raka). Na figurze naszéj jest oznaczony punkt ziemi Z w dniu 25 stycznia roku 1884, kiedy kometa już przeszła pod płaszczyznę ekliptyki, zbliżając się do punktu przysłonecznego.



Droga komety z r. 1884 (1812).

Fig. 195.

Sposób taki graficzny daje wyobrażenie przybliżone związku drogi komety z drogą ziemską. Rachunek dopiéro związek ten z całą ścisłością wyznaczyć jest wstanie. Piérwszy praktyczny i najprostszy sposób oznaczenia rachunkiem parabolicznych dróg z trzech spostrzeżeń spółrzędnych równikowych podał Olbers w r. 1797; metoda jego dziś jest udoskonalona pracami matematyków późniejszych, Gauss'a *), Bessel'a, Encke'go, Leverrier'go i innych. —

Jakeśmy widzieli, część paraboliczna $k'kk''$ (fig. 195) drogi komety może być w rzeczywistości łukiem wydłużonéj elipsy, o czym wnosić możemy zarówno z prędkości komety w punkcie k, jak i ze spostrzeżeń najdalszych jéj położeń w punkcie k'', które im są dalsze, tymłatwiéj okażą zboczenia paraboli, jak to na fig. 193-éj łatwo wyrozumiéć.

---

*) Gauss w *Theoria motus corporum coelestium, in sectionibus conicis solem ambientium* (1809), rozwinął także, jak z tytułu wynika, ogólne sposoby (z trzech spostrzeżeń spółrzędnych równikowych) obliczania dróg eliptycznych, t. j. dróg planetarnych.

W wieku XVII, kiedy Newton z obserwacyj komety r. 1680 pierwszy raz uzasadnił rachunkiem paraboliczną postać drogi spostrzeganéj, w braku odpowiednich danych nie można było stwierdzić, że ta postać, zdeformowana małymi błędami spostrzeżeń, może być częścią elipsy; dlatego pytanie o obiegu komet po zamkniętych krzywych i tymsamym o ich powrotach do słońca, musiało przez czas pewien pozostać nierozwiązane. Tymczasem Halley, osobisty przyjaciel Newton'a, świadomy dobrze jego zasad grawitacyi, spostrzegł w r. 1682 świetną kometę, do któréj zastosował poprzedni rachunek i oznaczył elementy jéj parabolicznéj drogi, przyczym zauważył, iż jéj parabola zupełnie tak była w przestrzeni położona, jak parabola komety, spostrzeganéj przez Keppler'a i Longomontanus'a w roku 1607, tymże samym sposobem przez Halley'a obliczona. Halley, mając już na myśli możliwość obiegu komet po elipsach, poprowadził swe poszukiwania daléj wstecz i znalazł w roku 1531 spostrzeżenia Apian'a komety, która postacią drogi również była bliska dwu wymienionych. To go ostatecznie skłoniło do przyjęcia eliptycznéj zamiast parabolicznéj drogi téj komety i do zapowiedzenia powrotu jéj na rok 1758 lub 1759, jako obiegającéj po elipsie dokoła słońca w ciągu 75 lat. Znane już wówczas wpływy grawitacyi planet kazały się domyślać, że termin powrotu wskutek zwichnięć może się spóźnić lub przyśpieszyć, jak to i w poprzednich obiegach miało miejsce. Mozolną rachunkową pracę pod tym względem wykonał Clairaut z Lalande'm i panią Lepaute. Mimo tego, że wpływy nieznanych jeszcze wówczas planet, Uranusa i Neptuna, zostały pominięte, rachunek Clairaut, wykazujący spóźnienie 618 dni, tylko o miesiąc okazał się mylny i oczekiwana kometa Halley'a przeszła przez punkt przysłoneczny 12 marca r. 1759, stwierdziwszy ostatecznie zasadę, że komety, podobnie jak i inne ciała niebieskie, obiegać mogą dokoła słońca na zasadach ogólnych praw Keppler'a. Kometa Halley'a wracała do słońca jeszcze w r. 1835, przyczym obrachowanie zwichnięć jéj drogi udokładniło się odkryciem Uranusa tak, że błąd rachunku, który przeprowadził Pontécoulant co do przejścia przez punkt przysłoneczny, wynosił zaledwie 3 dni przy ogólnym 75-letnim okresie. Droga komety Halley'a oznaczona jest na Tab. VIII; widzimy, że sięga ona poza drogę Neptuna. W r. 1872 przeszła już przez punkt odsłoneczny, zbliżając się obecnie ku słońcu, do którego w r. 1911 dojść powinna. Ruch jéj jest wsteczny, to jest odwrotny aniżeli ruch planet, co wskazuje strzałka na Tabl. VIII.

Jak dalece wpływy grawitacyi planet, z saméj teoryi wynikające, zmieniają elementy dróg komet, możemy zauważyć, zestawiając drogi komety Halley'a w pięciu jéj powrotach w następującéj tablicy:

T	☊	i	q	π	
25 sierp. r. 1531	45° 30′	17° 0′	0,580	301° 12′	
26 paźdz. r. 1607	48° 40′	17° 12′	0,588	301° 38′	
14 wrzes. r. 1682	51° 11′	17° 45′	0,583	301° 56′	R
12 marca r. 1759	53° 50′	17° 37′	0,585	303° 10′	
15 listop. r. 1835	55° 10′	17° 45′	0,587	304° 32′	

Widzimy tu postępujący ruch węzłów i punktu przysłonecznego, oraz wyraźną zmianę nachylenia.

Obserwacyje innych komet wykazały, że te zmiany nieraz są jeszcze znaczniejsze, co wskazuje, że ich masy są niewielkie, wskutek czego łatwo one pod wpływem przyciągania planet mogą swe drogi zmieniać, same zaś nie wpływają na zwichnięcia dróg planet, około których przechodzą.

Potwierdza to obserwacyja komety z r. 1770, któréj droga przez Lexell'a i Burckhardt'a była obliczona jako elipsa o połowie osi większéj, wynoszącéj zaledwie 3,14 promieni drogi ziemskiéj. Kometa drogę tę winna była odbywać w ciągu 5 lat i 7 miesięcy. W roku 1776 nie mogła być dostrzeżona z powodu położenia ziemi niedogodnego do obserwacyi, w następnym zaś powrocie, w r. 1781, nie znaleziono jéj wcale. Poszukiwania Burckhardt'a i Laplace'a wykazały zgodnie, że kometa po piérwszym powrocie w r. 1779, tak zbliżyła się do Jowisza, że przeszła między nim i jego cztérema księżycami. W takiéj bliskości siła przyciągania Jowisza była 24 razy większa od siły słońca i tak dalece przyśpieszyła bieg komety, że droga jéj zmienić się musiała z elipsy o krótkim $5\frac{1}{2}$ letnim obiegu na elipsę tak wydłużoną, że dotychczas komety téj więcéj nie widziano. Przechodziła ona w r. 1770 bardzo blisko ziemi, bo tylko o 360 000 mil gieogr. i nie miała żadnego wpływu na zwichnięcie jéj drogi, również i obieg cztérech księżyców Jowisza nie doznał żadnéj zmiany, co oczywiście wskazuje, jak nieznaczna była masa komety. Masy téj oznaczyć, bez widocznych skutków jéj działania, nie można; właśnie brak tego działania pozwolił wnioskować, że masa jéj mniejsza być musiała od $\frac{1}{5000}$ masy ziemi, skoro zmiany w obiegu ziemi nie sprowadziła.

Z teoryją dróg komet jest zgodne przypuszczenie, że mogą się znaléść komety, których zwolnienie biegu wskutek grawitacyi planet wytworzy elipsy, zbliżone postacią do dróg planetarnych. Spostrzeżenia lat ostatnich to potwierdzają, gdyż istnieją komety drobne, obiegające w ciągu lat $3\frac{1}{2}$ do 7 drogi eliptyczne, sięgające zaledwie poza drogę Jowisza i niejednokrotnie w powrotach swych obserwowane. Najmniéj wydłu-

żoną elipsę przedstawia droga komety Tempel'a z r. 1867; mimośród jéj bowiém wynosi tylko 0,463, a czas obiegu 5 lat 11 mies. i dni 22. —

Z tego, cośmy dotąd mówili o obiegach komet, wynika, że:

1) Komety pod wpływem siły przyciągania słońca obiegają drogi, będące przecięciami stożkowymi, stosując się w swym biegu do praw Keppler'a.

2) Drogi te są zwykle elipsami; parabole są możebne, częściéj jednak są nimi tylko pozornie, z powodu trudności określenia ich postaci z obserwowanych, stosunkowo małych części drogi. Co się tyczy dróg hiperbolicznych, to ta kwestyja nie jest dotąd należycie wyjaśniona. Wiadomo, że części dróg komet widzialne, nawet eliptyczne, dadzą się podciągnąć pod postać paraboli; dopiéro obserwacyje liczniejsze i odleglejsze prowadzą do przypuszczenia drogi eliptycznéj, którą powrót komety sprawdza, lub przypuszczenia drogi hiperbolicznéj, któréj sprawdzić nie można. Między dotychczas spostrzeganymi kometami w kilku razach dały się znaléść zboczenia, prowadzące istotnie do wniosku, iż postaci dróg były hiperboliczne; lecz, oczywiście, niepojawianie się późniejsze tych komet nie jest wystarczającym sprawdzeniem tego przypuszczenia. Ważność zaś saméj kwestyi polega na tym, że drogi hiperboliczne wskazywałyby, iż ciała, po nich obiegające, nie pozostają wciąż, jak ciała układu planetarnego, pod wpływem słońca; po owych bowiém drogach bieżące ciała, po przejściu około słońca, jużby do niego nie wracały.

3) Drogi komet od dróg planetarnych, niezależnie od kształtu, różnią się jeszcze tym, że ruch po nich zarówno może być prosty, jak i wsteczny, czego w planetach nie widzimy, a także tym, że drogi komet podlegają znaczniejszym zwichnięciom z powodu małéj ich masy, tak, iż nieraz określoną już drogę na zupełnie inną zmienić mogą, jak to widzieliśmy na drodze komety Lexell'a z r. 1770.

4) Dlatego podział komet na jedne, zwane p e r y j o d y c z n y m i, i inne, których peryjodyczność nie jest dowiedziona, jest tylko względny. Peryjodycznymi są te, których wyrachowane powroty dały się już sprawdzić; włączamy je do grupy ciał, stanowiących układ słoneczny. Takich komet peryjodycznych doniedawna było znanych tylko 12; wprawdzie obrachowania dróg wielu jeszcze komet wskazują na ich spodziewaną peryjodyczność, lecz dopiéro po istotnym powrocie zostaną owe do poprzednich ostatecznie zaliczone. Pośród tych ostatnich właśnie znajdowała się kometa, przez Pons'a w r. 1812 odkryta, któréj powrót na r. 1883 był obliczony; jest to taż sama, któréj elementy paraboliczne powyżéj są podane (str. 310); stanowi ona 13-tą kometę peryjodyczną, sprawdzającą pierwotne wyrachowanie.

200. Postaci komet. Postaci komet podczas ich widzialnéj drogi tak dalece wyróżniają się od postaci planet, i tak się zmieniają, że niedość jest badać je w całéj ich świetności, ale należy przypatrzéć się im wtedy, kiedy z wielkiéj odległości pokazywać się zaczynają, dążąc przyśpieszonym ruchem do punktu przysłonecznego. Przechodzą one w swych postaciach znaczne i bardzo różnorodne zmiany, które jednakże dla wszystkich komet mają ogólne cechy jednakowe i są w ścisłéj zależności od stopniowego zbliżania się do słońca, a więc od wzmagającéj się siły jego przyciągania i ciepła.

Kometa, w wielkiéj odległości dostrzeżona, przedstawia się w lunetach jako blada, świécąca mgła, najczęściéj ze środkiem nieco jaśniejszym, lub z wyraźnym punktem świécącym jak gwiazda; punkt ten jasny nazywają jądrem, a błyszczącą mgłę atmosferą komety. Nieraz całe tygodnie zachowują komety tę prostą postać, wzmacniając tylko stale natężenie światła. Przechodząc po niebie, nie zakrywają sobą gwiazd stałych, ani nie załamują ich światła, co każe wnioskować, że atmosfera ich nie jest czystym gazem.

Wmiarę zbliżania się do słońca powstają w kometach stopniowe zmiany, pokazują się smugi świetniejsze, dążące od jądra w stronę słońca, z początku zaledwie rozpoznawalne, delikatne, jak te, które widać na fig. 196-éj, przedstawiającéj kometę teleskopową Encke'go w d. 6 listopada r. 1871. Postać tych wyskoków jest bardzo różna, niekiedy jasne strumienie świetlne wybuchają z jądra do pewnéj odległości, zawracają się w stronę przeciwną, jak np. w komecie II r. 1862 (fig. 197), w któréj z jasnego, otoczonego atmosferą jądra występują dwa wytryski świetlne, prawy jaśniejszy, lewy ciemniejszy.



Fig. 196.



Fig. 197.

Ilość tych wybuchów bywa w różnych czasach różna nawet u téj saméj komety. Niekiedy masy te świetlne otaczają jądro jakby bladą aureolą, oderwaną od otaczającéj atmosfery. Taką postać miała kometa III z r. 1874 (fig. 198).

Wszystkie te wyskoki, stanowiące wraz z jądrem tak zwaną głowę komety, różne i co do ilości i co do postaci, skierowane są w stronę słońca; w pewnéj jednak odległości od jądra zawróciwszy się, przedłużają się, najczęściéj bezpośrednio, w świetną smugę, zwaną warkoczem. Nie-

kiedy trudno jest dostrzéc tego bezpośredniego związku; warkocz tworzy się jakby niezależnie od wyskoków, zawsze jednak skierowany jest w stro-

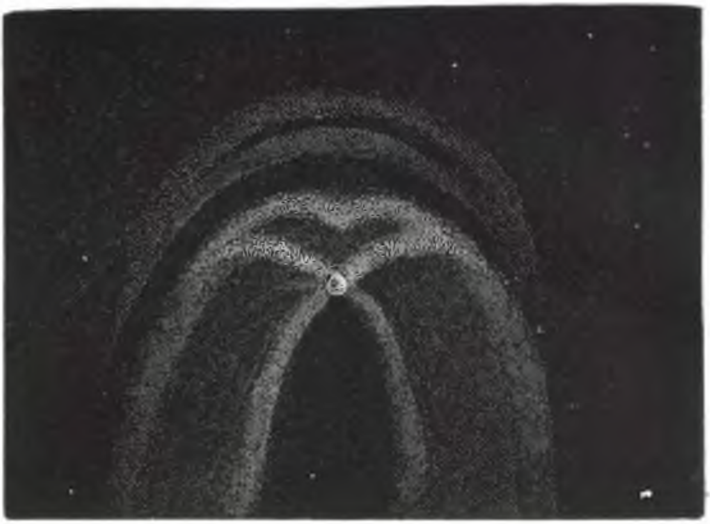


Fig. 198.

nę przeciwną, t. j. uważając od słońca, poza jądrem. Taki warkocz widzimy w komecie Encke'go (fig. 199), przedstawiający się (d. 1 grudnia r. 1871) po trzech przeszło tygodniach od czasu, w którym wyskoki świetlne pokazywać się zaczęły (fig. 196).



Fig. 199.

Często w tym właśnie czasie, kiedy komety są blisko punktu przysłonecznego, zaczynają być widzialne gołym okiem; blask ich wzrasta, warkocz zwiększa się szybko i dochodzi nieraz do ogromnych rozmiarów, zajmując niekiedy w łuku większą połowę pozornego półkola niebieskiego, co w tych odległościach daje, jako prawdziwą długość, dziesiątki milijonów mil. Przez warkocz taki również gwiazdy stałe widzieć można, bez osłabienia ich światła.

Postać warkocza bywa bardzo różna; wogóle rozszérza się on wmiarę odległości od jądra; wydaje się jednolitym, jak warkocz wielkiéj komety r. 1843 (fig. 200), albotéż z jaśniejszymi brzegami, jak w komecie z r. 1811 (fig. 201). Niekiedy dodatkowe boczne warkocze pokazują się

obok głównego, jak w komecie Donati'ego z r. 1858 (fig. 202); kiedyindziéj

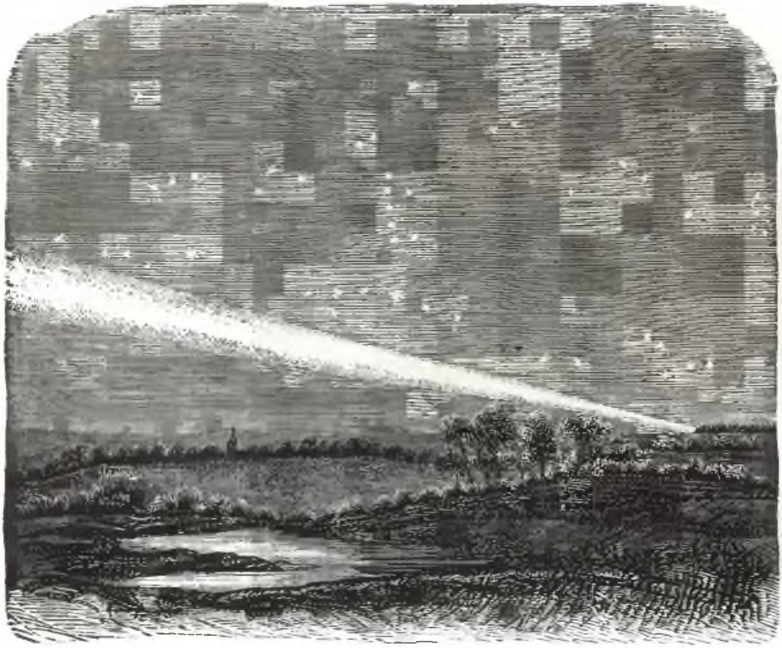


Fig. 200.

cały warkocz złożony jest naprzemian ze smug jaśniejszych i ciemniejszych, jak w wielkiéj komecie z r. 1882 (fig. 203). W wyjątkowych razach zdarza się widziéć kilka warkoczy wachlarzowato ułożonych, z jednéj głowy komety wychodzących; przykład takiego złożonego warkocza przedstawia kometa z roku 1744 (fig. 204).

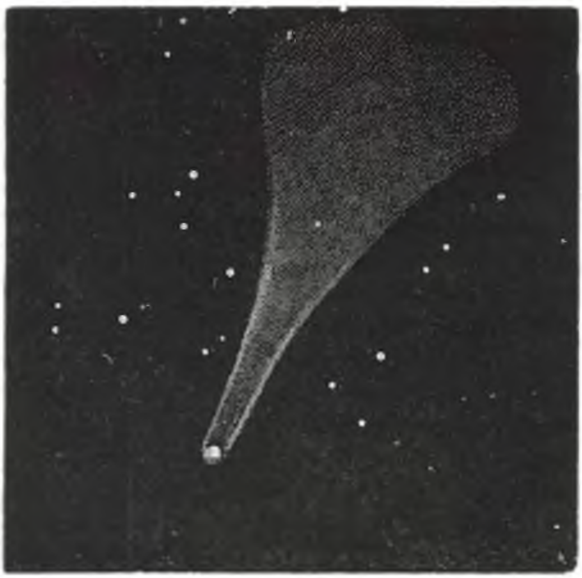


Fig. 201.

Zmiany te postaci komet, w bliskości słońca spostrzegane, są

w związku ze zmianami samego jądra, które, wzmagając się w blasku od początkowego świécącego punktu, wmiarę zbliżania się ku słońcu zmniejsza się, jakby wytwory świetlne kosztem jego materyi się odbywały. W komecie z r. 1819 jądro, poprzednio bardzo widoczne, prawie znikło wobec wytworzonego świetnego warkocza. Obok tego niejednokrotnie widziano podział jądra na części; takie podwójne jądro posiadała wielka kometa wrześniowa z r. 1882 (fig. 205). Wszystkie te fakty zdają się świadczyć o potężnym wpływie rozkładającym słońca na te utwory, małą stosunkowo masę posiadające, jak się domyślać należy z braku zwichnięć planet, około których przechodzą. Kometa wielka



Fig. 202.

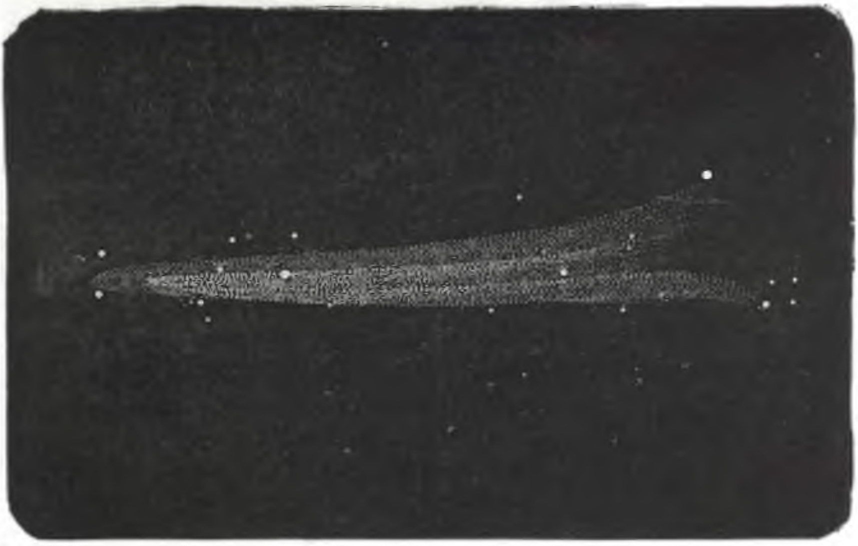


Fig. 203

z r. 1811 miała niemniéj, jak 140 000 mil średnicy, nie sprawiwszy żadnego zwichnięcia w układzie planetarnym. Bliskość punktu przysłonecznego niektórych komet potęguje jeszcze więcéj wpływ grawitacyi i ciepła słońca. Kometa z r. 1843, przedstawiona na fig. 200-éj, przebiegła z nadzwyczajną szybkością tylko o kilkanaście tysięcy mil od powierzchni słońca. Taka bliskość komety bez poważnych dla niéj skutków rozkładowych ciepła słonecznego obéjść się nie może.



Fig. 204.

Tymże samym wpływom słońca należy przypisać szczególny rozdział komety Biela. Kometa ta, słabego blasku, tylko zapomocą lunet widzialna, od czasu jak ją Biela odkrył w roku 1826 okazała się peryjodyczną i co lat $6\frac{3}{4}$ wracała po drodze eliptycznéj do słońca. Gdy w r. 1845 ukazała się w dali, nie przedstawiała nic szczególnego; zbliżywszy się zaś do słońca w r. 1846, rozdzieliła się na dwa jądra, z których każde otoczyło się oddzielną atmosferą i dwie komety, z jednéj utworzone, stopniowo oddaliły się od siebie aż do odległości przeszło 40 promieni ziemskich, przedstawiając widok wyobrażony na fig. 206 A. W następnym powrocie (r. 1852) obie komety, prawie po jednéj drodze bieżąc, oddaliły się już od siebie o 380 przeszło promieni ziemskich (fig. 206 B), przedstawiając jedyny dotąd przykład prawdziwego rozbicia komety przez słońce.



Fig. 205.



Fig. 206 A.



Fig. 206 B.

Po przejściu komety przez punkt przysłoneczny wkrótce wszystkie powyższe objawy zaczynają słabnąć, warkocz zmniejsza się, blask sto-

pniowo gaśnie wmiarę oddalania się jéj od słońca, a w końcu jądro niknie i w najsilniejszych lunetach komety, poprzednio nawet bardzo świetne, wracają do postaci lekkiéj, słabo świecącéj mgły, dopóki na dalszéj swéj drodze nie znikną zupełnie.

Opisane fakty, mimo ich różnorodności, zależnéj od wielkości masy komety, przedstawiają jednak cechy jakby jednakowego procesu, wzmagającego się w owych objawach wmiarę bliskości słońca, i słabnącego wmiarę wzrastającego oddalenia.

W kometach peryjodycznych objawy te niekoniecznie powtarzają się w ten sam sposób za każdym powrotem, tak, że właściwie tożsamości komety dowodzi kształt i położenie drogi, a nie jéj postać zewnętrzna.

Z małym wyjątkiem wszystkie komety wracające słabną, tak w blasku swym, jak i co do powyżéj opisanych objawów; prawdopodobnie przeto ów proces pozbawia je w rzeczywistości pewnéj części substancyi, od któréj mniejszéj lub większéj ilości zależy świetność wybuchów, atmosfery i warkocza. Wspomniana powyżéj kometa Halley'a jeszcze w roku 1682 była bardzo świetna, kiedy w roku 1835, t. j. w trzecim jéj znanym powrocie, była tak już słaba, że niczyjéj, prócz astronomów, uwagi na siebie nie zwróciła.

201. Ilość komet. Wnosząc z ilości komet, obserwowanych za czasów historycznych, musimy przypuścić, że ilość ich ogólna jest niesłychanie wielka. Nie należy zapominać, że komety, jako utwory słabe światło posiadające, widzimy tylko około punktu przysłonecznego; przy wydłużonych więc elipsach i długich czasach obiegów, wielu istniejących nie było nawet wcale widać. Nadto komety, których odległość punktu przysłonecznego przechodzi znacznie odległość ziemi od słońca, wyjątkowo tylko dzisiejszymi lunetami widzieć się dają, jak np. kometa z r. 1729, któréj punkt przysłoneczny znajdował się między drogami asterójd i drogą Jowisza; słabszych, albo mających odleglejszy punkt przysłoneczny wcale nie dostrzegamy.

Mimo tego od początku naszéj ery około 500 wielkich komet było obserwowanych, t. j. średnio po 25 na 100 lat, nie licząc teleskopowych, których już do 200 naliczyć można, a których ilość wmiarę staranniejszego szukania, corocznie się zwiększa. Pośród téj ogromnéj ilości znajdujemy elementy dróg najrozmaitsze, nie dające się jeszcze ująć w jeden związany układ. Nachylenia dróg komet zdarzają się różne, od najmniejszych aż do 90°; ruch ich, jak wiemy, bywa i prosty i wsteczny; długość węzłów prawie jednostajnie rozsiana po obwodzie całéj ekliptyki. Zaledwie tylko długości punktu przysłonecznego pozwalają wykryć pewne prawa; największa bowiem ilość komet ma punkty przysłoneczne blisko punktów 90° i 170° od punktu wiosennego. Czas obiegu komet

peryjodycznych najczęściéj wynosi około lat $5\frac{1}{2}$; takich znamy 5; mających po lat $6\frac{1}{2}$ jest 3, jedna tylko kometa Encke'go ma obieg, wynoszący 3,2 roku, Halley'a zaś i Pons'a mają więcéj niż po lat 70, nakoniec Tuttle'go lat 13,8.

Elementy komet peryjodycznych zawarte są w następującéj tablicy:

Nazwisko	T czas paryski	☊	i	q	Mimośród	π	Czas obiegu gwiazdowego lat	Kierunek ruchu
Encke	1878 maj 20 g. 10	334° 39′	13° 7′	0,333	0,849	158° 20′	3,287	D
Tempel 1873	1878 wrześ. 7 g. 6	121° 1′	12° 46′	1,340	0,554	306° 8′	5,200	D
Brorsen	1879 marz. 30 g. 2	101° 19′	29° 23′	0,590	0,810	116° 15′	5,462	D
Winnecke	1880 grudz. 4 g. 8	111° 31′	11° 17′	0,831	0,741	276° 43′	5,730	D
Tempel 1867	1879 maj 7 g. 0	78° 46′	9° 47′	1,769	0,463	238° 11′	5,982	D
Tempel 1869	1880 list. 8 g. 0	296° 42′	5° 31′	0,739	0,676	43° 0′	5,994	D
d'Arrest	1877 maj 10 g. 8	146° 9′	15° 43′	1,318	0,628	319° 9′	6,644	D
Biela (półn.)	1852 wrześ. 23 g. 17	245° 50′	12° 33′	0,860	0,755	109° 5′	6,587	D
Biela (połud.)	1852 wrześ. 22 g. 23	245° 58′	12° 34′	0,861	0,755	108° 58′	6,629	D
Faye	1881 stycz. 22 g. 16	209° 35′	11° 20′	1,738	0,549	50° 49′	7,566	D
Tuttle	1871 list. 30 g. 22	269° 17′	54° 17′	1,030	0,821	116° 5′	13,811	D
Halley	1835 list. 15 g. 0	55° 10′	17° 45′	0,589	0,967	304° 32′	76,37	R
Pons (1812)	1812 wrześ. 15 g. 7	253° 1′	73° 57′	0,777	0,954	92° 18′	70,684	D

(Ostatnia jest tą samą, o któréj mowa na str. 310-éj, tylko że tu mamy z obserwacyi r. 1812 jéj elementy eliptyczne przez Encke'go obliczone, gdy na str 310-éj są podane jéj elementy paraboliczne z obserwacyj podczas jéj powrotu w l. 1883—1884.)

Do komet peryjodycznych o krótkim obiegu zaliczyć jeszcze wypadnie dwie komety, w r. 1884 odkryte.

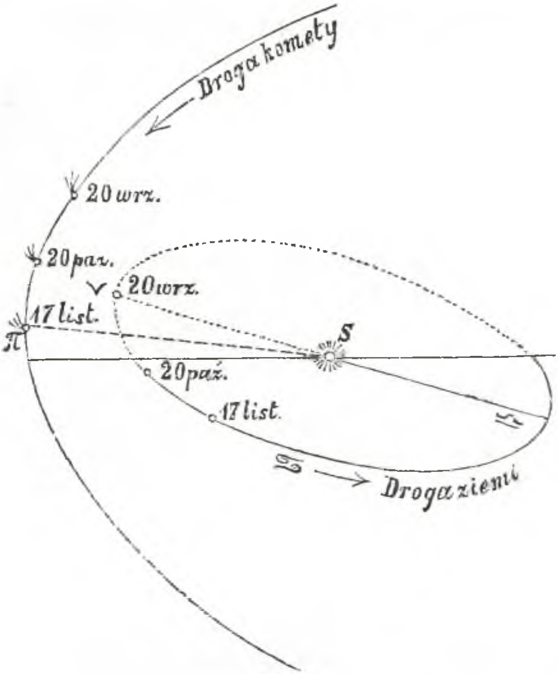
Piérwsza z nich, kometa Barnarda, przeszła przez punkt przysłoneczny, odległy od słońca o 27 milijonów mil, w sierpniu r. 1884. Okazuje ona drogę eliptyczną z obiegiem przeszło 5-letnim. Nieukończone jeszcze (1885) spostrzeżenia nie pozwoliły dotychczas elementów jéj ściśle wyznaczyć.

Druga odkryta została przez Wolf'a we wrześniu roku 1884. Była ona zarówno jak i piérwsza tylko w teleskopach widzialna, a elementy jéj eliptyczne, tymczasowo przez Chandler'a obliczone, są:

$$T = 1884 \text{ listopada } 17{,}72 \text{ cz. par.}; \quad ☊ = 206^0\, 27'\, 36'',5; \quad i = 25^0\, 10'\, 54'',3;$$
$$q = 1{,}5705; \quad \text{mimośród} = 0{,}5558; \quad \pi = 19^0\, 4'\, 17'',0;$$
$$\text{czas obiegu} = 2429 \text{ dni} = 6{,}65 \text{ lat}; \quad D.$$

Nie można dotychczas wiedzieć, czy kometa ta była już kiedy widziana, choć droga jéj cała leży w granicach układu słonecznego. Obliczenia Krüger'a

wskazują, że prawdopodobnie w r. 1875 przechodziła ona bardzo blisko Jowisza i wskutek jego przyciągania ówczesną swą drogę znacznie zmienić mogła. Fig. 207-ma wskazuje związek jéj drogi z drogą ziemską. Widzimy na niéj część elipsy komety, okalającéj zdaleka drogę ziemi; punkt bowiém drogi, najbliższy słońca (π), odległy jest od niego o 31,4 milijona mil. Czas widzialności téj komety teleskopowéj ogranicza się do kilku zalewie miesięcy na téj części drogi, która w przybliżeniu na naszéj figurze jest przedstawiona.



Droga komety Wolf'a r. 1884.
Fig. 207.

202. Opisanie ważniejszych komet. Od najdawniejszych czasów notowano w kronikach zjawianie się jaśniejszych komet; w opisach tych jednak zaniedbywano szczegóły miejsca i czasu, które do rozjaśnienia ich natury służyćby dziś mogły.

Rachunki Pingré'go, którymi starał się on z dzisiejszych pojawów komet odnaléść wstecz ich przejścia dawniejsze, wykazały w owych notowaniach tyle niedokładności i błędów, że nie doprowadziły do żadnego rezultatu. Same tylko spostrzeżenia chińskie okazały się użyteczne; z nimi bowiém dał się pogodzić wsteczny rachunek komety Halley'a z r. 1682, wykazując pewne jéj pojawienie się w r. 1378.

Od wieku XV znajdujemy już ściślejsze opisy komet; w braku lunet mierniczych położenia ich podawane są w odległościach od znanych gwiazd stałych, co w wielu razach pozwoliło udowodnić, że komety dzisiejszych czasów już się ukazywały na tych samych drogach. Tak np. wielka kometa z r. 1456 była drugim pewnym zjawieniem się komety Halley'a; była ona wtedy daleko świetniejsza, niż w późniejszych powrotach. O niéjto Długosz wspomina, że całą noc świeciła, nie zachodząc; była wtedy okołobiegunowa, a rozmiary jéj warkocza dochodziły do 60°.

Kometa z r. 1472, starannie już przez znakomitego Jana Müller'a, znanego jako Regiomontanus, spostrzegana, dała potym Halley'owi materyjał do piérwszych obrachowań dróg komet. Od wieku XVI, kiedy Tycho de Brache sposobami na ów czas bardzo ścisłymi zaczął wyznaczać pozycyje komet, spostrzeżenia te dopiéro nabrały prawdziwego znaczenia dla nauki. Późniéj Keppler, Cassini, Hewelijusz przy pomocy lunet coraz obfitszy i dokładniejszy w tym przedmiocie zbiérali materyjał.

[1680.] Kirch w r. 1680 odkrył kometę bardzo świetną i pod wieloma względami interesującą. Z badania jéj ruchu pastor Dörfel piérwszy przypuścił, a Newton stwierdził rachunkiem drogę jéj paraboliczną. Liczne spostrzeżenia jéj położeń, przez Flamsteed'a, Cassini'ego i Hewelijusza dokonane, dały materyjał opracowany dopiéro z całą ścisłością w ostatnich czasach przez Encke'go. Kometa ta obiega elipsę tak wydłużoną, że jéj mimośród niewiele się od jedności różni, wynosi bowiém 0,9999854. W punkcie przysłonecznym oddalona była od powierzchni słońca tylko o 32 000 mil, kiedy w punkcie odsłonecznym odległość jéj wzrasta do 853,3 promienia drogi ziemskiéj. Do obiegu téj drogi potrzebuje około 8800 lat. Blask jéj był bardzo znaczny, a długość pozorna warkocza dochodziła do 80^0, co w takiéj odległości stanowi około 10 milijonów mil.

[1682.] W dwa lata zaledwie po opisanéj zjawiła się świetna, powyżéj wspomniana kometa Halley'a, która powrotami swymi w latach 1759 i 1835 piérwsza sprawdziła eliptyczną postać dróg. Na niéj piérwszéj także została bliżéj zbadana postać utworów, z jądra komet powstających w bliskości punktu przysłonecznego. Cały ten proces w r. 1835 był szczegółowo rozebrany i opisany przez Bessel'a. Z jądra komety wypływały ku słońcu smugi błyszczące w postaci wachlarza i cały tak utworzony stożek światła odbywał ruch wahadłowy, oddalając się od linii, łączącéj środki słońca i komety, na około 60^0 w jednę i w drugą stronę w ciągu dni 4 i godzin 14. Podobne wahania wyskoków, wskutek ciepła słonecznego z jąder komet utworzonych, zauważono następnie i w innych kometach. Wyskoki te, doszedszy do pewnéj wysokości, zaginały się w stronę od słońca odwróconą i przedłużały się jako warkocz. Ruchy te materyi komet poddał Bessel matematycznemu rozbiorowi i doszedł do przypuszczenia siły odpychającéj słońca, która cząstki, od jądra komety ku słońcu wznoszące się, zwraca w stronę przeciwną, tworząc z nich warkocz. Siłę tę, któréj istoty fizycznéj Bessel nie określa, nazwał on «siłą biegunową»; rachunek bowiém jego dowodzi tylko konieczności przypuszczenia takiéj siły, która jednę stronę materyi komety pcha ku słońcu, gdy drugą od niego odwraca. Teoryją téj siły odpychającéj słońca rozwija w dalszym ciągu dziś astronom Bredichin w Moskwie.

[1729.] Kometa z r. 1729, choć była słaba i trudna do widzenia, musiała być jedną z największych; była bowiém obserwowana w takiéj odległości,

w jakiéj wszystkie, dotychczas znane, nikną dla lunet zupełnie. Punkt jéj przysłoneczny, około drogi Jowisza leżący, odległy jest od słońca o 84 milijony mil, t. j. więcéj, niż jakiéjkolwiek innéj ze znanych komet. Droga jéj zdawała się być przy najściślejszym rachunku paraboliczną.

[1744.] Kometa z r. 1744, któréj obraz sześciu warkoczy przedstawia fig. 204-ta, jest jedynym przykładem tego rodzaju postaci. Wkrótce po odkryciu jéj przez Klinkenberg'a w Haarlemie stała się tak jasną, że w dzień widać ją było. Heinsius'a doskonałe spostrzeżenia wykazały już wtedy w niéj te wyskoki, zawracające się w przedłużenie warkocza, które potym w komecie Halley'a skłoniły Bessel'a w r. 1835 do przypuszczenia rzeczywistych materyjalnych wybuchów z jądra komet. Doskonałość rysunków komety Heinsius'a zwróciła dopiéro na siebie uwagę astronomów po obserwacyjach komety Halley'a.

[1770.] O komecie Lexell'a z r. 1770 była mowa powyżéj (str. 313). Choć nieświetna, była ona ważna pod tym względem, że dowiodła możliwości znacznych zmian kształtu drogi wskutek zwichnięć planetarnych, oraz przekonała, że masy komet są wogóle bardzo nieznaczne w porównaniu z masami planet.

[1811.] Z komet bieżącego stulecia jedna z najświetniejszych pokazała się w r. 1811 w marcu (fig. 201). Świetny jéj warkocz dochodził długości 12 milijonów mil. Silny blask był powodem długiego jéj obserwowania, Wiśniewski bowiém w Nowo-Czerkasku spostrzegał ją jeszcze w sierpniu r. 1812 w odległości 60 milijonów mil. W téj odległości żadna kometa, prócz jednéj wspomnianéj z r. 1729, nie dała się widziéć. Argelander obrachował jéj eliptyczną drogę, na któréj przebieżenie potrzeba 3000 lat przeszło.

[1812.] W r. 1812 Pons w Marsylii odkrył małą kometę, któréj drogę jako eliptyczną z obiegiem lat 71 obrachował Encke. Nie odznaczyła się ona świetnością; powrotem jednak przewidzianym przez Encke'go i istotnie sprawdzonym powiększyła ilość komet za peryjodyczne uznanych. Elipsa jéj sięga poza drogę Neptuna, a elementy paraboliczne jéj drogi w r. 1883—1884 przytoczone są powyżéj wraz w położeniem téjże drogi na fig. 195-éj.

[1815.] Kometa, którą odkrył Olbers w d. 6 marca r. 1815, była słaba przez cały czas swéj widzialności. Droga jéj okazała się eliptyczną z mimośrodem 0,931. Rachunek Bessel'a wskazywałby możliwy jéj powrót w r. 1887. Największe oddalenie od słońca wynosi 34,05 promienia drogi ziemskiéj.

[1843.] Świetna kometa z r. 1843, któréj warkocz przedstawiony jest na fig. 200-éj, pokazała się nagle obok słońca 28 lutego, tylko o $1^0 23'$ od niego odległa. Wkrótce rozwinął się warkocz około 55^0 długości pozornéj, co na długość prawdziwą wynosi około 35 milijonów mil. Ze wszystkich znanych komet, najwięcéj się ona zbliżyła do słońca; według obliczenia Hubbard'a przeszła w d. 27 lutego o kilkanaście tysięcy mil od jego powierzchni. Rozwój

nadzwyczajny warkocza jest w oczywistym związku z tym zbliżeniem się, co stwierdza powyższe przypuszczenia działania szczególnego słońca na te lekkie masy, tymwięcéj, że właśnie w téj komecie jądro przy największym rozwoju jéj warkocza zmalało do bardzo słabych rozmiarów. Mimo ścisłego potwierdzenia przez obserwacyją drogi parabolicznéj téj komety w punktach, blisko słońca leżących, jest pewne podejrzenie, że ona należy do peryjodycznych. Nie dało się jednak obrachować jéj elipsy. Taka bliskość punktu przysłonecznego, pociągająca za sobą bardzo wielką odległość punktu odsłonecznego, daje w rachunku błędy, które określenie czasu obiegu czynią bardzo niepewnym. Ta krótka część drogi, widzialna z ziemi przy wielkiéj szybkości biegu, zarówno przystaje do postaci paraboli, jak i do wielu elips, bardzo od siebie różnych. Do określenia więc pewniejszego, trzebaby powrotu komety po téj saméj drodze.—Jakoż w r. 1880 spostrzeżono na półkuli południowéj świetną bardzo kometę blisko słońca i, mimo krótkiego czasu spostrzeżeń, droga jéj obrachowana została; wykazała ona wielkie podobieństwo do drogi komety z r. 1843. Rachunek Meyer'a z Gienewy czyni prawdopodobnym przypuszczenie, że to była kometa z r. 1843, powracająca po 37 latach; drogi bowiém obu są bardzo zbliżone, jak to z porównania obliczonych elementów spostrzec można:

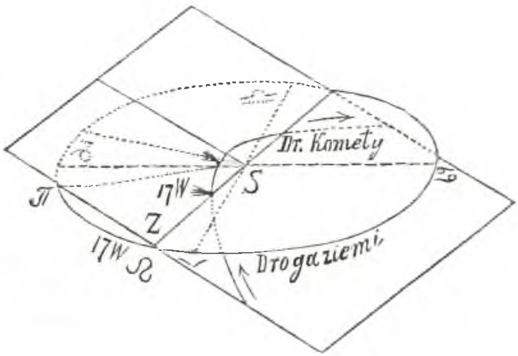
T = 1843 luty 27 godz. 9	1880 stycz. 27 godz. 11
$\Omega = 361^{0}\ 12'$	$356^{0}\ 16'$
$i = 35^{0}\ 41'$	$36^{0}\ 53'$
$q = 0{,}0055$	$0{,}0060$
$\pi = 278^{0}\ 39'$	$278^{0}\ 23'$
R	R.

Przy tak małéj od słońca odległości, kometa prawdopodobnie przez samę jego atmosferę przebiegała i mogła w ruchu swym doznać pewnego oporu, oraz zmiany prędkości biegu. Opiérając się na tym przypuszczeniu bardzo nieznacznego zwolnienia biegu, Klinkerfues z Gietyngi wyrachował, że komety, w podobnych okolicznościach spostrzegane w r. 371 przed Chr., a potym w r. 1668, były objawami jednéj i téj saméj z r. 1880, peryjodycznie obiegającéj około słońca. — Pogląd ten, bardzo zresztą usprawiedliwiony, został w pewnym względzie skomplikowany przez jednę z największych w tym wieku komet, zauważoną we wrześniu r. 1882 jednocześnie w kilku miejscach. Kometa ta, z długim i błyszczącym warkoczem, spostrzeżona piérwszy raz przez Finlay'a na przylądku Dobréj Nadziei obok samego słońca, przedstawiła jedyne w historyi komet zjawisko zetknięcia się z tarczą słoneczną i przejścia przed nią, przyczym na tarczy słońca znikła wobec siły światła słonecznego. Jądro jéj, z początku okrągłe, wydłużyło się stopniowo i zaczęło się rozpadać, przedstawiając już w październiku dwa (fig. 205), a w listopadzie cztéry od-

dzielone od siebie części. Świetny warkocz (fig. 203), poprzedzony blado-mglistą osłoną, wynurzał się w naszych szerokościach przed samym wschodem słońca w początkach października, zajmując szerokim pasem $\frac{1}{4}$ część południowo-wschodniego nieba. Prócz tego, kometa ta odznaczyła się jeszcze jednym rzadkim szczegółem, mianowicie obok niéj blisko jądra w d. 9 października, odkryty został przez Schmidt'a w Atenach oddzielny mały utwór mglisty, odbywający prawie tę samę drogę, co i kometa, a który prawdopodobnie z niéj saméj powstał w niespostrzeganéj dotąd u innych komet postaci. W parę miesięcy po przejściu peribelium kometa zmieniła się w bladą, trudno dostrzegalną mgłę. Droga jéj, w większéj swéj części na południowéj półkuli leżąca, utrudniała w Europie dostrzeganie jéj podczas największéj świetności; pod względem zaś swych elementów tak jest bliska dróg komet z lat 1843 i 1880, że, niesprzecznie w zasadzie z przypuszczeniem powyższym Klinkerfues'a, prawdopodobnym się wydaje istnienie na téj saméj drodze większéj ilości komet, powstałych z rozkładu jednéj wskutek działania słońca przy téj nadzwyczajnéj bliskości punktu przysłonecznego. Elementy téj komety (zwanéj «wielką r. 1882», albo «II r. 1882») paraboliczne, według Oppenheim'a, są:

$$T = 1882 \text{ wrześ. } 17 \text{ g. } 6; \quad \Omega = 345^0\,43'; \quad i = 38^0\,13';$$
$$q = 0{,}0075; \quad \pi = 276^0\,38'; \quad \text{R.}$$

Z elementów tych łatwo sobie wyobrazić położenie drogi komety, rysując jéj drogę perspektywicznie na fig. 208-éj; na niéj punkt Z jest miejscem ziemi w d. 17 września. Z figury widać, że w tym dniu ziemia znajdowała się na linii węzłów komety, albo, jak się zwykło mówić, ziemia była w węźle komety; dlategotéż można było widzieć wejście jéj na tarczę słońca. — Rachunki, odnoszące się do związku tych trzech komet, nie są jeszcze ukończone. Czas obiegu komety II z r. 1882 zdaje się kilkuset lat dochodzić; czy więc i dwie poprzednie były różnymi kometami, po téjże prawie drodze bieżącymi, i tylko wskutek wzięcia ich obu za jednę mylnie przypuszczono dla niéj krótszy 37-letni obieg, to dalsze dopiero spostrzeżenia wykazać będą mogły.



Droga komety II r. 1882.
Fig. 208.

[1858.] Odkryta w r. 1858 przez Donati'ego we Florencyi mała teleskopowa kometa, na cztéry prawie miesiące przed przejściem punktu przysłonecznego, dała sposobność zauważenia wszystkich stopniowych zmian, powodowanych przybliżaniem się do słońca. Jako słaba mgła w początku, dopiéro po dwu przeszło miesiącach dała się bez lunet dojrzéć; stopniowo rozwijający się warkocz doszedł do największéj świetności w kilka dni po przejściu perihelium, przewyższając w blasku kometę z r. 1811. Obok warkocza pojawiły się dwa drugorzędne promienie świetlne (fig. 202), z jądra wypływały strugi materyi błyszczącéj, otaczając je spółśrodkowymi półkolami, a gdy zewnętrzne bladły, nowe od jądra wstępowały w ich miejsce, przedłużając się potym w długi rozdwojony warkocz. Chacornac naliczył osiem takich, stopniowo znikających pierścieni. Zanim te wytwory zmniejszać się zaczęły, kometa po przejściu perihelium szybko posunęła się ku półkuli nieba południowéj i znikła dla poziomu Europy. Na półkuli południowéj jeszcze długo była widziana. Droga jéj eliptyczna obliczona została na 2000 lat obiegu. — Pośród świetniejszych komet ostatnich lat dwudziestu żadna blaskiem nie dorównała ani komecie Donati'ego, ani wielkiéj wrześniowéj z r. 1882.

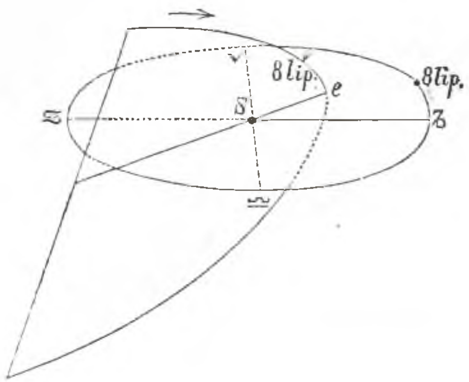
[1861.] Na wzmiankę zasługuje tu kometa z r. 1861, obdarzona długim podwójnym warkoczem, która, idąc z południowéj półkuli przy nachyleniu drogi prawie prostopadłym do płaszczyzny ekliptyki, nagle zabłysła dla Europy 30 czerwca po zachodzie słońca z rozwiniętym już zupełnie warkoczem. Zgasła ona szybko, choć lunetami jeszcze długo była obserwowana.

[1862.] Również, jak Donati'ego, zajmująca co do zmian, odbywających się około jądra, była kometa z r. 1862, w któréj, podobnie jak niegdyś w komecie Halley'a, zauważył Schmidt ruch wahadłowy świetnego wypływu z jądra, odbywający się w okresie trzydniowym. Warkocz jéj, mający jak zwykle kierunek od słońca poza jądrem, zmienił go następnie o 15^0, przy utworzeniu się warkocza drugorzędnego. Ścisłe spostrzeżenia téj komety pozwoliły dość dokładnie obliczyć czas jéj obiegu na lat $121\frac{1}{2}$.

[1874.] Szczególnym położeniem drogi odznaczyła się kometa r. 1874, którą odkrył Coggia prawie na dwa miesiące przed przejściem jéj przez punkt przysłoneczny, przypadającym 8 lipca na północnéj stronie ekliptyki (fig. 209). Jak to z przypatrzenia się figurze wyrozumiéć można, kometa z ziemi widziana była na północy po zachodzie słońca przez parę tygodni, przy nieznacznéj zmianie położenia z powodu biegu jéj, ku ziemi skierowanego. W ciągu tego czasu rozwinęły się w niéj świetlne wyskoki, zawracające się w prosty prawie, od słońca odwrócony warkocz, widzialny gołym okiem już w końcu czerwca. Gdy po 8 lipca kometa szybkim biegiem dążyła ku węzłowi sstępującemu e, jądro jéj znikło dla naszych stron pod poziomem, warkocz zaś, w postaci wystrzelającego z pod poziomu jasnego promienia, jeszcze przez czas jakiś w środku nocy widziéć się dawał. Droga téj komety, obliczona przez Hep-

perger'a z Wiednia, okazała się elipsą nadzwyczajnie wydłużoną z obiegiem lat 13 707,9. —

Wszystkie prawie wymienione tu komety mają obieg tak długi, że prawdziwość jego dotychczas dała się zaledwie stwierdzić na komecie Halley'a r. 1835, Ponsa r. 1884 i na komecie r. 1880, jeżeli tożsamość jéj z kometą r. 1843, przez Meyer'a wskazywana, jest rzeczywista.



Droga komety Coggia r. 1874.
Fig. 209.

Komety uznane za peryjodyczne, których elementy powyżéj (str. 231) były przytoczone, w zasadzie nie różnią się od wszystkich innych; krótszy tylko obieg łatwiéj pozwolił sprawdzić ich powroty. Czy wogóle ich mniejsze nachylenia dróg są prawem przyczynowym związane z ich naturą, czyteż są prostym przypadkiem, tego ze zbyt małéj ich ilości jeszcze wnosić nie można. Większość ich należy do komet słabych teleskopowych, elipsy dróg są mało wydłużone, punkty odsłoneczne (prócz komet Halley'a i Pons'a) nie przechodzą poza rozmiary układu słonecznego.

[Kometa Encke'go.] Najwięcéj znana i w wielu powrotach obserwowana jest kometa Encke'go. Piérwszy raz widziana była w r. 1786 przez Méchain'a. Potym, po 10 latach, jako nowa, została odkryta przez Karolinę Herschel, siostrę znanego astronoma; droga jéj wtedy wydawała się paraboliczną. Nakoniec Bouvard w r. 1805 i Pons w r. 1819 widzieli ją znowu, nie domyślając się jéj tożsamości z poprzednio wymienionymi. Dopiéro Encke przez porównanie wszystkich tych spostrzeżeń doszedł do przekonania, że to były powroty jednéj komety, obiegającéj po elipsie w ciągu bardzo krótkiego czasu, 3 lat i 3 i pół miesiąca. Droga jéj w związku z drogami innych ciał układu planetarnego wyobrażona jest na Tablicy VIII. Od czasu obrachunku Encke'go nie minął żaden powrót, aby kometa nie była odnaleziona i ściśle dostrzegana. Widok jéj w r. 1871 przedstawiają fig. 196-ta i 199-ta. Nigdy nie była ani jaśniejsza, ani większa, i dlatego nie widok jéj, ale rodzaj obiegu przedstawia wyjątkowy interes. Najściślejsze rachunki i poprzednie Encke'go i ostatnie Asten'a wykazują, że kometa w każdym obiegu o 2 i pół godziny wcześniéj przez perihelium przechodzi, aniżeli poprzednio, t. j. że czas jéj całego obiegu

skraca się za każdym razem o te 2 i pół godziny. Ten fakt, dostatecznie stwierdzony, skłonił Olbers'a i Encke'go do przypuszczenia, że w przestworach międzyplanetarnych istnieje jakaś substancyja lekka, stawiająca opór biegowi ciał, nawet tak małą, jak komety, masę posiadających, choć tego oporu w biegu planet, mających stosunkowo wielką masę, nie dostrzegamy. Że skutkiem istnienia takiéj substancyi jest przyśpieszenie obiegu, a nie jego opóźnienie — łatwo sobie objaśnić na mocy zasad grawitacyi. Siła biegu komety jest wypadkową dwu sił, siły nabytego już ruchu i siły ciągle działającéj przyciągania słońca. Wskutek oporu srodka piérwsza siła składowa słabnie, a wówczas taż sama siła słońca, jako druga składowa, zyskuje przewagę i przyciąga kometę bliżéj, co zmniejsza jéj elipsę, a tymsamym skraca czas obiegu. Istnienie podobnéj substancyi winnoby się ujawnić i w biegu innych komet; dotychczas jednak ten szczególny objaw na jednéj tylko komecie Encke'go został dowiedziony. Przypuszczenia Möller'a z Lundu, że i kometa Faye'a z r. 1843, któréj obieg ma lat 7,6, temuż samemu zboczeniu podlega, okazało się zawczesnym; w komecie zaś Winnecke'go, któréj obieg ma lat 5,7, owo zboczenie, według Oppolzer'a, jest prawdopodobne, choć w mniejszym stopniu. — Mimo braku dotychczas stanowczych skądinąd na to dowodów, przeczyć przypuszczeniu Encke'go nie można. Wobec bowiém istniejących z innych powodów domniemań, że przestrzenie bliskie słońca nie są puste, jest prawdopodobne, że gęstość substancyi, opór stawiającéj, pod wpływem przyciągania słońca wzrastać musi wmiarę zbliżania się do niego, a więc jéj działanie najwyraźniéj wystąpi w kometach, najwięcéj w perihelium do słońca zbliżonych. W trzech zaś owych kometach odległości perihelium od środka słońca, w stosunku do promienia drogi ziemskiéj = 1, są:

Encke'go 0,333, Winnecke'go 0,831, Faye'a 1,738,

skąd wnosić można, że kometa Encke'go najłatwiéj wpływ oporu uwydatnić może, krążąc najbliżéj słońca. Do rozjaśnienia téj kwestyi z czasem przyczynić się może dokładne zbadanie drogi komety wrześniowéj z r. 1882. Ona bowiém przeszła tak blisko powierzchni słońca, gdyż tylko o 0,0075 promienia drogi ziemskiéj od jéj środka, że wpływ substancyi tamującéj winienby spowodować zmiany w połowie jéj drogi, poza perihelium leżącéj. Dość bowiém spojrzéć na fig. 123-cią i rozmiary korony słonecznéj, aby się przekonać, że kometa musiała przejść przez samę koronę słońca, która, jak z powyższego wiemy, jest bez wątpliwości utworem materyjalnym, zdolnym do stawienia większego lub mniejszego oporu.

II. METEORY.

203. Ogólną nazwą m e t e o r ó w obejmuje się zwykle wszystkie zjawiska świetlne, ukazujące się nagle w atmosferze i bardzo krótko

trwające. Bliższe przypatrzenie się im doprowadza do zaznaczenia wielkich różnic w ich postaci i naturze i dlatego nazwy téj właściwie nie można stosować wyłącznie do pewnych mniéjwięcéj jednorodnych zjawisk. Będziemy zaś tu przez meteory rozumieli tylko szczególne zjawiska świetlne, wywołane przebiegiem w atmosferze stosunkowo niewielkich mas materyjalnych.

Najmniejsze, znane pod ludową nazwą gwiazd spadających, przedstawiają się podczas ciemnych wieczorów jako błyszczące punkty, zjawiające się nagle i przebiegające w ciągu paru sekund w różnych kierunkach po pozornym sklepieniu nieba i następnie gasnące bez śladu. Większe, zwane «kulami ognistymi», bolidami, albo aerolitami, są daleko świetniejsze. Zjawiają się one również nagle, często jednak biegną wolniéj, ciągnąc nieraz za sobą błyszczące smugi; po zgaśnięciu, smugi takie jeszcze niekiedy przez kilka minut widzieć się dają, przyczym niejednokrotnie zjawisku towarzyszy huk krótszy lub dłuższy, pojedyńczy lub powtarzający się.

Już w starożytności zauważono, że tym objawom bolidów towarzyszyło niekiedy spadanie ciężkich «kamieni» na ziemię. Kronikarze chińscy wspominają o podobnych wypadkach, zaszłych owiele wcześniéj od początku naszéj ery. Jeden z najdawniejszych spośród notowanych wypadków spadnięcia kamieni meteorycznych zdarzył się pod Egos Potamos w Tracyi w r. 476 przed Chr. W późniejszych czasach wspominają o obfitym «deszczu kamiennym» w Saksonii w r. 823, który pozabijał dużo ludzi i zwierząt. W r. 1492 spadł w Ensisheim w Alzacyi wielki kamień, około 260 funtów ważący, którego spadek miał być poprzedzony przez wielki huk.

Mimo wielkiéj ilości opisywanych podobnych zdarzeń, uczeni do końca wieku XVIII nie wypowiadali swego zdania o pochodzeniu zagadkowym tych ciał. Tymczasem znajdowane nieraz masy żelaza w miejscowościach, dokąd ich przeniesienie zwykłymi sposobami było nieprawdopodobne, naprowadzały na myśl ich pozaziemskiego pochodzenia. Piérwszą taką znaczną masę żelaza, ważącą około 1600 funtów, znalazł Pallas w r. 1772 w Syberyi około Krasnojarska, na szczycie wysokiéj góry; potym w r. 1814 znaleziono podobną na Węgrzech około Lenarto na granitowym szczycie Karpat; w Ameryce zaś w bardzo wielu miejscowościach takież same masy żelaza poznajdowano.

Przy baczniejszéj na te zdarzenia uwadze przybyły w końcu fakty spadania podobnych kamieni, przez wiarogodnych świadków stwierdzone, tak iż od czasu, kiedy Chladni w r. 1794 uznał żelazo syberyjskie Pallas'a za kamień, spadły z przestrzeni międzyświatowych, już wątpliwości co do ich pochodzenia znikać zaczęły. Zdarzenie w r. 1803 w Aigle we Fran-

cyi ostatecznie kwestyją rozwiązało; w dniu bowiém 16 kwietnia po południu spostrzeżono tam chmurkę, pozornie niewielką, z któréj przy silnym huku spadło parę tysięcy kamieni, po kilka kilogramów ważących, zasypawszy pas ziemi, 2 mile długości mający. Fakt ten stwierdził Biot, w tym celu przez akademiją na miejsce wysłany. Późniejsze zdarzenia tego rodzaju są już z całą dokładnością zbadane i opisane. Tak np. w r. 1807 spadł z hukiem w gub. Smoleńskiéj kamień, ważący 140 funtów. W r. zaś 1868 d. 30 stycznia około 7-éj godziny wieczorem bardzo świetny meteor zjawił się nad środkową częścią Królestwa, zasypawszy kamieniami znaczną przestrzeń pola pod Pułtuskiem; silny huk, słyszany na wiele mil wokoło, towarzyszył zjawisku, które było tak świetne, że okolicę o promieniu kilkunasto-milowym oświetliło prawie dziennym blaskiem. Z zebranych dostrzeżeń okazało się, że meteor widziany był na obszarze kolistym promienia 60—70 mil gieogr. Ilość znalezionych kamieni dochodziła do 400 sztuk; niektóre z nich po kilkanaście funtów ważyły. [O jego drodze niżéj w us. 209.]

Wielkość pozorna takich kul ognistych bywa bardzo rozmaita: od wielkich, po kilkanaście minut łuku mających, są przejścia stopniowe do takich, które jak gwiazdy piérwszéj wielkości przesuwają się, ciągnąc za sobą świetną smugę. Barwa ich, najczęściéj biała, niekiedy wpada w błękitnawą lub żółtą, smugi zaś nieraz widziano czysto czerwonego koloru. W rzadkich razach, kiedy udało się spojrzéć przez lunetę na świetniejsze meteory, okazało się, że pozornie jedna kula składała się z wielu drobniejszych ciał świécących, różnéj wielkości, opatrzonych smugami świetnymi, równoległymi do kierunku ruchu ogólnego.

Przejście od kul ognistych do gwiazd spadających jest tak nieznaczne, że z całą słusznością można się domyślać ich jednakowéj natury. Wprawdzie śladów spadania tych ostatnich nie dostrzegano—czego może powodem są ich drobne rozmiary—bardzo jednak być może, że znaleziony na śniegu przez Nordenskjöld'a w jego po Szpicbergu i Grenlandyi podróżach drobny pył żelazny pochodzi z drobniejszych meteorów — tak jak wielkie masy żelazne z kul ognistych.

Wszystkie te utwory zowią się ogólnie **meteorytami**. Dopóki one krążą zdaleka od ziemi w przestworach międzyświatowych, nie są dostrzegalne. Gdy jednak wpadają do atmosfery, wskutek jéj oporu zamieniają siłę swego biegu na ciepło, które je rozpala aż do świécenia, częściowy zaś a konieczny przy tak wysokiéj temperaturze rozkład wytwarza rozpalone gazy, ciągnące się smugą w kierunku ruchu; całość zjawiska obejmuje się zwykle ogólniejszego znaczenia nazwą meteoru.

204. Własności aerolitów. Świeżo spadłe aerolity często są jeszcze gorące; postać ich najczęściéj nieregularna, ale z gładkimi zao-

krąglonymi brzegami, pokrytymi jakby delikatną gładką ciemnéj barwy powłoką, co jest, oczywiście, skutkiem bardzo wysokiéj temperatury, jakiéj podczas przebiegu przez atmosferę podlegały.

Skład ich chemiczny jest dwojaki. Jedne są przeważnie złożone ze skał krzemionkowych, wapiennych i magnezyjowych w postaci znanych minerałów trachitu i oliwinu z małą domieszką żelaza; zowią je skalnymi. Inne zaś zawiérają w sobie głównie żelazo z niklem i małe ilości krzemianów, zwłaszcza magnezyjowych; te znane są pod nazwą aerolitów żelaznych, lub syderytów, dla odróżnienia ich od asyderytów, w których żelaza albo niéma wcale, albo go jest bardzo mało.

Żelazo meteoryczne zawsze zawiéra w sobie znaczne ilości niklu; wypolerowane i napuszczone kwasem azotnym pokazuje na sobie krzyżyjące się w różnych kierunkach linije, zwane figurami Widmanstätt'a. W aerolitach skalnych żelazo rozsiane jest często w postaci ziarnistéj.

Mimo trudności spostrzeżenia widma meteorów, udało się już niejednokrotnie pochwycić je w przyrządzie widmowym podczas ich przebiegu. Widma ich okazują się niekiedy ciągłymi, smug zaś gazowymi; prążki sodu i litu znajdują się w nich niewątpliwie, wskazując obecność tych gazów w stanie rozżarzenia. Bardzo interesujące jest w tym względzie spostrzeżenie Konkoly'ego w O'Gyalla na Węgrzech, któremu w dniu 13 października roku 1873 udało się dość ściśle rozebrać widmo smugi, trwającéj 11 minut po zgaśnięciu aerolitu; znalazł on w nim prążki zupełnie zgodne z prążkami rozżarzonego gazu węglowodorowego ($C_2 H_4$).

Najczęstsze aerolity są skalne; daleko rzadsze są żelazne. Pod względem ilości kule ogniste są stosunkowo mniéj częste, choć je corocznie w różnych miejscach dostrzegają; określić ich ilości nie podobna, bo spostrzeżenia obejmują tylko małe obszary na ziemi. Klein z Kolonii zbiérając o nich wiadomości naliczył najświetniejszych w wieku XVII 23, w XVIII 40, w XIX zaś do r. 1880 216, przyczym pamiętać należy, że w wieku bieżącym więcéj na nie zwracają uwagi, a stąd i ilość ich jest prawdopodobnie tylko pozornie większa. —

Co do ilości meteorów drobnych, czyli gwiazd spadających, to one pojawiają się tak często, że je każdéj nocy dostrzéc można. Oile obliczenia pokazują, w ciągu jédnéj godziny średnio zjawia się na niebie 4 — 6 gwiazd spadających, oprócz pewnych dni w roku, w których są one daleko liczniejsze. Wielkość i ciężar tych mas nie daje się ściśle oznaczyć, gdyż spalają się one całkowicie w atmosferze. Porównawcze tylko spostrzeżenia A. Herschel'a ich blasku, w roku 1863 czynione, w przybliżeniu każą się domyślać, że świetniejsze, przedstawiające się jako gwiazdy 1-széj i 2-giéj wielkości, mogą dochodzić do ciężaru 0,02 kilo-

grama; w większości zaś, najczęściéj obserwowane, nie dochodzą ciężaru 1 grama.

205. Przebieg meteorów. Do ocenienia drogi, przebieżonéj przez meteory w atmosferze, wystarcza spostrzeżenie w dwu miejscach pozornego kierunku drogi i jéj długości na niebie. Ponieważ jednak te zjawiska nie mają chwil określonych, przeto owe spostrzeżenia są albo przypadkowe, albotéż odbywają się w czasach częstszego ich spadania przez dwu spostrzegaczów, o kilka lub kilkanaście mil odległych, przyczym pod rachunek biorą się tylko te meteory, których tożsamość, na zegarze oznaczona, nie podlega wątpliwości. — Wyobraźmy sobie na fig. 210-éj dwu obserwatorów w A i B, oddalonych o mil kilka, widzących jednocześnie meteor M, przebiegający drogę MM'. Jeżeli w punkcie M meteoryt zapalił się, obaj spostrzegacze widzą ten punkt pod różnymi kątami MAB i MBA i według zasad paralaksy (us. 89) obliczają z trójkąta AMB wysokość MZ punktu M nad ziemią. W podobny sposób oznaczają i punkt M' gaśnięcia meteoru, uważając liniją MM' za prostą. Jeżeli przytym udało się określić czas przebiegu w sekundach, łatwo oznaczyć prędkość biegu. Takie łączne spostrzeżenia przedsiębrane były w r. 1862 między Rzymem i Civitavecchia, potym w roku 1866 między Berlinem i Brandeburgiem, oraz w Ameryce między Richmondem i Waszyngtonem. Praktyczne trudności tego rodzaju spostrzeżeń pozwalają tylko na przybliżone oznaczenie przebiegu meteorów; ze znacznéj jednak ilości wypadków otrzymuje się do prawdy zbliżone rezultaty. Pokazuje się mianowicie, że aerolity daleko więcéj zbliżać się mogą do powierzchni ziemi w stanie rozpalenia, bo do wysokości 1 do 2 mil, niż gwiazdy spadające, które gasną już na wysokości 7 do 12 mil, a nawet wyżéj ponad ziemią. Przy różnicach w wypadkach dawnych spostrzegaczów, Brandes'a i Benzenberg'a, oraz dzisiejszych, Heis'a, Denning'a i innych, można średnio przyjąć, że drobne meteoryty zapalają się na wysokości od 15 do 23 mil gieogr., gasną zaś na wysokości 7 do 12 mil, co zależéć może od ich mniejszéj lub większéj masy; że przytym drobne te ciałka ulatniają się zupełnie, to nie może ulegać wątpliwości wobec wysokiéj temperatury, biegiem ich wywołanéj. Ponieważ zapalanie się meteorytów jest następstwem tarcia, możemy więc wnosić, że do takiéj przynajmniéj wysokości sięga atmosfera ziemi; rozrzedzenie jéj tam jednak musi być bardzo znaczne, skoro z doświad-

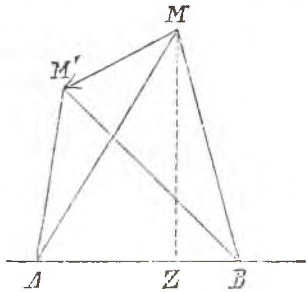


Fig. 210.

czeń barometrycznych (por. str. 81) daleko mniejsze jéj rozmiary wypadają.

206. Prędkość biegu meteorów. Według obrachowania Petit'a prędkość kul ognistych, z doświadczeń wyprowadzona, nie bywa mniejsza od $\frac{1}{3}$ mili na 1 sek., może jednak dochodzić do 10 mil na 1 sek.; prędkość aerolitu pułtuskiego wynosiła około 7,6 mili na 1 sek. Prędkość biegu gwiazd spadających obliczona została tą samą drogą na 10 do 15 mil na 1 sek.; ta liczba jest prawdopodobnie zbyt wielka, co pochodzi stąd, że trwanie średnie meteoru około $\frac{1}{2}$ sekundy tylko wynosi; taki przeciąg czasu nie da się wymierzyć, ale zaledwie ocenić, i mała niedokładność w ocenieniu zmienia bardzo znacznie wypadek, który zaledwie za przybliżony uważać należy.

Powątpiewanie to usprawiedliwia jeszcze inny sposób obliczania owéj prędkości, choć także przybliżony, opiérający się na prawach grawitacyi, który tu w głównych zarysach wyłożymy.

Niech na połowie ziemi *abc* (fig. 211) panuje noc: dla miejscowości *a* zaczyna się wieczór, w *b* jest północ, a w *c* zaczyna się poranek; wiemy

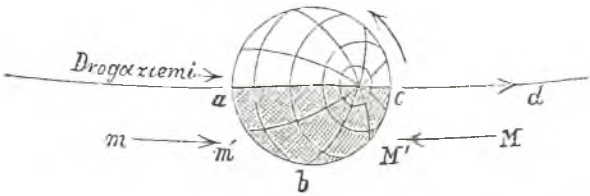


Fig. 211.

zaś (us. 150), że największa prędkość ziemi w punkcie przysłonecznym wynosi 4,19 mili gieogr. na 1 sek. Warunkiem zapalenia się meteorytu, wpadającego w atmosferę, jest tarcie, wywołane szybkim ruchem. Jeżeliby meteoryt posiadał na swéj drodze prędkość ziemi, t. j. równą 4,19 mili, wtedy, bieżąc ruchem wstecznym *MM'*, przeciwnym kierunkowi biegu ziemi *cd*, wpadałby w atmosferę z prędkością, któraby dla nas była podwójna, t. j. = 8,38 mili na 1 sek. (nie uwzględniamy przyciągania ziemi); jeżeliby zaś po swéj drodze posuwał się ruchem prostym w kierunku *mm'*, z tąż samą, co ziemia, prędkością, to nie dogoniłby jéj, i, nie wchodząc w jéj atmosferę, nie zapaliłby się. W razie jednak takim meteorów wieczorem nie bywałoby prawie nigdy, wyjąwszy rzadkie wypadki ukośnego ich do płaszczyzny ekliptyki kierunku. Tymczasem wiemy, że tak

nie jest; wczesnym bowiém wieczorem również je widujemy; tak np. meteor pułtuski zabłysnął w niecałą godzinę po zachodzie słońca. Z pojawiania się więc meteorów wieczorami wnieść należy, że one na swych drogach przebiegu posiadać muszą prędkość większą, aniżeli prędkość ziemi.

Ponieważ meteoryty, jakiekolwiek jest ich pochodzenie, wpadając do atmosfery ziemskiéj podlegają już wpływowi grawitacyi słonecznéj, przeto droga ich, przy wynikającéj z powyższego rozumowania większéj prędkości, jest albo wydłużoną elipsą, któréj część najbliższą trudno odróżnić od paraboli, albo prawdziwą parabolą. Wspomniana zaś powyżéj w ogólnych słowach peryjodyczność meteorów, o któréj obszerniéj niżéj mówić będziemy, pozwala się domyślać, że znaczniejsza ilość tych ciał należy do układu słonecznego, a więc paraboliczna droga meteorytów nie może być za ogólną przyjęta. — Jeżeli więc parabola, lub wydłużona elipsa w części do paraboli zbliżona, jest najprawdopodobniejszą drogą meteorytów, to łatwo będzie obliczyć w znacznym przybliżeniu prędkość tych ciał w chwili spotykania się ich z atmosferą ziemi. Przypuszczając bowiém drogę kołową ziemi ACB (fig. 212) i przyjmując punkt spotkania się w A, należy obliczyć, jaką prędkość w porównaniu z prędkością ziemi winno mieć na swéj drodze ciało, bieżące po paraboli i znajdujące się jednocześnie w punkcie przysłonecznym (lub blisko niego) w odległości od słońca równéj AS, t. j. promienia drogi ziemskiéj. Z rachunku *) wynika, że w tych warunkach stosunek prędkości tego ciała do prędkości ziemi jest równy stosunkowi $\sqrt{2}:1$ t. j. $1{,}41:1$.

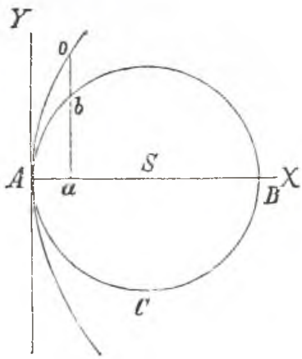


Fig. 212.

*) Rozłóżmy siły Ab (fig. 212) i Ao, pod których wpływem ciało przebiega odpowiednio po kole i po paraboli, na siłę Aa, skierowaną ku słońcu i siłę nabytego ruchu, których wielkość jest odpowiednio ab i ao. Stosunek $ao:ab$ możemy przyjąć zarazem jako stosunek dwu prędkości ciała w A, bieżącego po paraboli lub po kole.

We spółrzędnych prostokątnych z początkiem układu w punkcie A przedstawmy koło zapomocą równania

$$y^2 + (x - r)^2 = r^2, \quad \text{czyli} \quad y^2 = (2r - x)x.$$

Tu $x = Aa$ w porównaniu z $r = AS$, t. j. z promieniem drogi ziemskiéj, jest bardzo małe; zamiast więc różnicy $2r - x$ biorąc wprost $2r$, nadamy temu równaniu postać

$$y^2 = 2rx.$$

Równanie zaś paraboli z ogniskiem w S jest

$$y_1^2 = 4rx.$$

Dopóki więc x jest bardzo małe względem $2r$, mamy $y_1^2 = 2y^2$, t. j. $y_1 = y\sqrt{2}$, czyli $ao = ab\sqrt{2}$, a więc stosunek $ao:ab$ przedstawia liczbę $\sqrt{2}$.

Gdy więc największa prędkość ziemi jest 4,19 mili *), to największa prędkość meteorów, z jaką widzieć je możemy przebiegające po ich parabolicznéj drodze, będzie bardzo bliska 5,92 mili na 1 sek.

Przyjmując więc prędkości ziemi i meteorów po ich drogach jako 4,19 i 5,92 mili na 1 sek., widzimy, że, wrazie ruchu wstecznego meteoru MM' (fig. 211), prędkość, z jaką on przebiega atmosferę będzie dla nas sumą obu prędkości, t. j. wyniesie 10,11 mili na 1 sek.; gdy zaś meteor bieży ruchem prostym w tym samym kierunku *mm'*, co i ziemia, prędkość jego w atmosferze będzie $5,92 - 4,19 = 1,73$ mili na 1 sek. W razach, gdy nachylenie drogi meteorytów do płaszczyzny ekliptyki będzie znaczne, prędkość, z jaką przebiegające meteory będziemy widzieli, przypadnie między tymi dwoma krańcami.

Widzimy, że względna zgodność tych rezultatów z powyżéj wyprowadzonymi drogą doświadczeń niewiele pozostawia do życzenia.

207. Peryjodyczność meteorów. Chociaż każdéj nocy zdarza się widzieć gwiazdy spadające, jednak, przy ściślejszym spostrzeganiu, zauważyć można pewne pory, w których one są najliczniejsze. Wieczorem bywa ich zwykle mniéj, po północy częściéj się ukazują, a największa ich ilość zawsze przypada około 3-éj godziny rano. Oprócz tego dziennego okresu, jeszcze daje się zauważyć okres roczny, mianowicie na wiosnę bywa ich zawsze mniéj, aniżeli na jesieni. Nakoniec w pewnych latach i w pewnych dniach ilość ich dochodzi do maximum i wtedy spadanie ich trwa czas krótki, ale jest bardzo obfite, nieraz po 40 do 80 gwiazd w ciągu minuty.

Piérwsze dwa zjawiska okresowości objaśniają się łatwo ruchem ziemi postępowym i obrotowym w następujący sposób. Na ziemię (fig. 214), bieżącą po swéj drodze EE' i obracającą się około osi, spadają meteoryty z różnych stron w kierunkach, strzałkami oznaczonych. Meteorytów M, M', M'', spadających na oświetloną połowę ziemi, nie spostrzegamy wcale z powodu dnia; widzieć możemy tylko te, które, jako N, N', N'', spadają na połowę ziemi ciemną, na któréj panuje noc. Jak powyżéj widzieliśmy meteoryty, ruchem wstecznym bieżące, jak N^{IV}, N''', wpadają do atmosfery z prędkością około 10 mil na 1 sekundę, jako sumą prędkości ich własnéj i prędkości ziemi, kiedy tymczasem meteoryty, idące ruchem prostym, jak N, N', mogą mieć prędkość, będącą różnicą ich własnéj prędkości i prędkości ziemi, t. j. około 1,7 mili na 1 sekundę. Prędkość ta ich względna, zmieniająca się od 1,7 do 10 mil w kolei kie-

*) W pzypuszczeniu, jak nasze, kołowéj drogi ziemi, a nie eliptycznéj, prędkość jéj wynosiłaby tylko 4,15 mili (us. 150); lecz wtedy odpowiednia prędkość meteorów na parabolicznéj drodze, przy téjże saméj odległości perihelium, wyniosłaby 5,87 mili, co jednak nie ma wpływu na różnicę prędkości ziemi i meteoru, a sumę ich niewiele zmienia.

runków N, N′, N″, N‴, N^{IV}, uwarunkowywa łatwość zapalania się wskutek tarcia. Z tego powodu meteoryty, padające na część AB, któréj odpowiada wieczór, trudniéj się zapalać będą, kiedy padające na część BC, gdzie panuje noc od północy do rana, zapalają się łatwiéj i wyżéj. Widzieliśmy zaś powyżéj, że fakty, ze spostrzeżeń poczerpnięte, są w zupełnéj zgodzie z tym objaśnieniem. Potwierdzenie tegoż tłomaczenia znajdujemy również w tym, że kule ogniste, wieczorem spadające, do $1\frac{1}{2}$ mili od powierzchni ziemi dochodzą rozpalone, tymczasem porannych nigdy rozpalonych na tak nieznacznéj wysokości nie dostrzegano. Piérwsze bowiém, przy wolniejszym przebiegu, dłuższego czasu do rozpalenia się potrzebują.

Fig. 213.

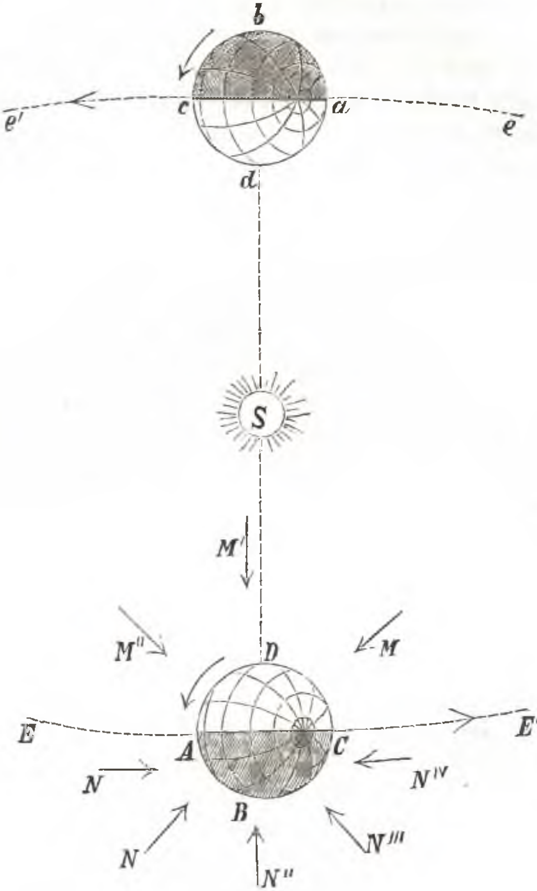


Fig. 214.

Daléj widzimy, że miejsca na kuli ziemskiéj, około punktu C (fig. 214) położone, najlepsze posiadają warunki pod względem widzialności meteorów. Schiaparelli, którego prace najwięcéj przyczyniły się do rozjaśnienia natury meteorów, nazywa ten punkt, do którego ziemia w swym ruchu rocznym dąży, **wiérzchołkiem** (apex); oczywiście, leży on zawsze od słońca o 90° na prawo. Na fig. 214-éj oznaczony jest głoską E′ i dla punktu C góruje wtedy, kiedy dla punktu B o północy dopiéro wschodzić zaczyna, a stąd widzialność meteorów i ich częstość wprost daje się określić z położenia wiérzchołka.

Im więcéj on podnosi się nad poziom miejscowości, tym lepsze są w téjże miejscowości warunki widzenia meteorów, przy jednakowych innych okolicznościach.

Przypatrując się następnie położeniom ziemi na jesieni (fig. 214) i na wiosnę (fig. 213), widzimy, że, z powodu zachowywania przez oś ziemską ciągle tego samego kierunku, położenie wiérzchołka na niebie zmieniać się musi. Na jesieni, przy nachyleniu osi ziemi w stronę ruchu E', tenże punkt E' nad ranem góruje wyżéj, aniżeli punkt *e'* na wiosnę, kiedy oś ziemska od wiérzchołka *e'* jest odchylona. Stąd tłomaczy się druga okresowość meteorów: na jesieni są one częstsze, bo warunki ich widzialności są lepsze, przynajmniéj dla tych, które biegiem wstecznym postępują.

Najwięcéj zagadkową była doniedawna trzeciego rodzaju peryjodyczność meteorów, zjawiających się w pewnych oznaczonych dniach roku, już nie pojedyńczo, ale całymi «rojami». Najwięcéj i najdawniéj znane były spadania gwiazd w dniach od 10 do 12 sierpnia, oraz 13 do 15 listopada. Sypią się one wówczas jedna za drugą tak, że nieraz od kilkuset do tysiąca, a wyjątkowo do paru tysięcy na godzinę naliczyć ich można. Blask ich jest wogóle słaby. Biorąc dla porównania blask gwiazd stałych, Denning z obserwacyj 5000 przeszło gwiazd spadających w różnych miejscach podaje następne procentowe ilości różnych stopni blasku, czyli wielkości:

1 wielkości	4,6%	4 wielkości	24,8%
2 „	8,2 „	5 „	28,4 „
3 „	21,8 „	mniejszych	12,2 „

208. Punkt promieniowania. Już w roku 1833 Olmstedt, podczas spadania gwiazd w listopadzie, zauważył ważną okoliczność, że kierunki dróg pozornych meteorów listopadowych na niebie, przedłużone wstecz, schodziły się prawie w jednym punkcie nieba około gwiazdy $\varkappa$ Lwa, to jest w punkcie, którego wznoszenie proste $\alpha = 149^0$, zboczenie zaś $\delta = +23^0$, tak, jakby z tego punktu wszystkie wybiegały, rozchodząc się w różnych kierunkach (fig. 215). Punkt ten nazwano p u n k t e m p r o m i e n i o w a n i a (le point radiant); jest to oczywiście złudzenie perspektywiczne, podobne do tego, jakiego się doświadcza wjeżdżając w las: drzewa, wmiarę zbliżania się, pozornie rozchodzą się na dwie strony, oddalając się od siebie, gdyż kąt widzenia ciągle wzrasta wmiarę odległości malejącéj. Ten punkt promieniowania wskazuje właśnie, że meteoryty nadbiegające mają równoległe do siebie kierunki biegu i przybliżenie określa sam kierunek; łącząc bowiém punkt promieniowania ze środkiem ziemi i przedłużając tę liniją poza kulę ziemską, znajdujemy punkt, do którego

meteoryty dążą. Punkt ów ma wznoszenie proste o 180° większe od punktu promieniowania, a zboczenie takież samo z przeciwnym znakiem.

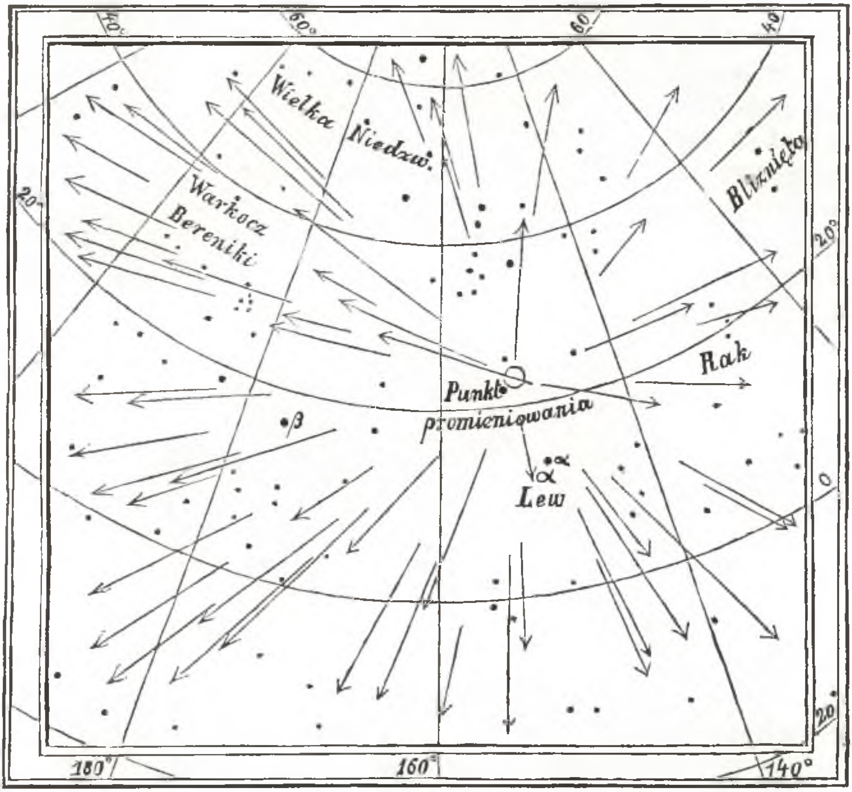


Fig. 215.
Drogi pozorne meteorów listopadowych (Leonid).

Ściśle biorąc, kierunek ten jest tylko względny; ziemia bowiém, z której go widzimy, jest także w biegu i łatwo się przekonać, że kierunek widziany jest właściwie przekątną równoległoboku ZR (fig. 216), którego bok ZA przedstawia drogę ziemi w jednostce czasu, bok zaś ZM wyobraża w odwrotnym kierunku wziętą drogę meteorów

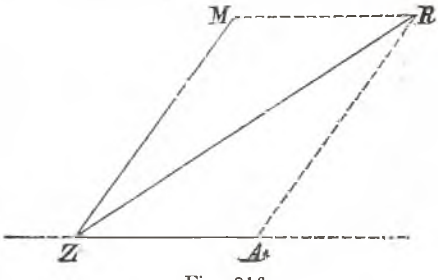


Fig. 216.

w téjże jednostce czasu; widzimy więc punkt promieniowania R, gdy on w rzeczywistości znajduje się w M. Przyjęcie stosunku prędkości meteoru do prędkości ziemi, równego stosunkowi $\sqrt{2} : 1$, łatwo dozwala błąd widzenia usunąć i oznaczyć prawdziwy kierunek meteorów w chwili spotkania się ich z ziemią.

Spostrzeżenia gwiazd spadających wykazały, że różne roje meteorów mają również stałe swoje punkty promieniowania, t. j. poruszają się w stałych kierunkach. Heis, obdarzony wyjątkowo silnym wzrokiem, Greg, Denning i inni powyznaczali wiele już takich punktów, z których meteory przybywają. W następującym zestawieniu ważniejszych rojów oznaczone są dnie ich peryjodycznego zjawiania się, spółrzędne równikowe punktu promieniowania, oraz najbliższe tego punktu sąsiednie gwiazdy:

Dnie	α	δ	bliska gwiazda
2 stycznia	234^0	51^0	*c* Kwadransa
28 stycznia	233^0	26^0	γ Korony północnéj
20 kwietnia	277^0	34^0	α Lutni
10—12 sierpnia	44^0	56^0	*k* Perseusza
18—20 października	90^0	15^0	γ Oryjona
25—26 października	98^0	25^0	ε Bliźniąt
13—15 listopada	149^0	23^0	$\varkappa$ Lwa
27 listopada	29^0	42^0	γ Andromedy
11—13 grudnia	100^0	33^0	ϑ Bliźniąt.

Oprócz tych najgłówniejszych rojów, peryjodycznie w oznaczonych czasach spotykających się z ziemią, jest jeszcze bardzo wiele mniejszych; niektóre okazują spółcześnie po kilka punktów promieniowania, zdradzając tym kilka rojów blisko siebie bieżących; jedne z nich corocznie zjawiają się w jednakowéj ilości, inne zaś okazują peryjodyczne zmiany w natężeniu zjawiska. Najobfitsze ze znanych są roje sierpniowy i listopadowy.

Meteory, spadające około 10 sierpnia, przez lud nazywane «łzami Św. Wawrzyńca», mają punkt promieniowania w gwiazdozbiorze Perseusza i przez Schiaparelli'ego nazwane są «Persejdami». Na parę dni przed 10 sierpnia już częstsze gwiazdy spadające oznajmiają niejako zbliżanie się głównego zjawiska, które corocznie w jednakowym prawie natężeniu się powtarza. Pora największéj częstości spadania zależna jest dla pewnéj miejscowości od położenia punktu promieniowania nad poziomem; im punkt, z którego wybiegają meteory, jest bliższy zenitu, tym ilość ich widzialna w owéj miejscowości będzie większa, co należy odróżnić od powyżéj objaśnionéj częstości meteorów jesiennych, następ-

stwa podniesienia się wiérzchołka (apex) nad poziom. Oile to położenie wiérzchołka z powodu ruchu ziemi jest warunkiem widzialności wszelkich, jakichbądź meteorów, otyle położenie punktu promieniowania stosuje się do roju określonego i znanego.

Zjawisko listopadowych meteorów, zwanych od punktu promieniowania «Leonidami», różni się od innych przedewszystkim tym, że przedstawia się odrazu, nagle. Jest ono wogóle mniéj świetne niż sierpniowe, z wyjątkiem pewnych lat, w których okazałością widoku i ilością przewyższa owiele rój sierpniowy. Na takie maximum świetności Leonid piérwszy Humboldt zwrócił uwagę w r. 1799, spostrzegając je w Ameryce; był to prawdziwy dészcz gwiaździsty. W latach następnych, mimo regularnego powtarzania się od 13 do 15 listopada, zjawisko osłabło znacznie, aż znowu w r. 1833 powtórzyło się z podobną wspaniałością jak przed 34 laty. Domniemanie Olbers'a, że zjawisko powtórzy się za lat 34 okazało się bliskie prawdy,. bo zdarzyło się w r. 1866. Było ono bardzo świetne: ilość meteorów nad ranem 14 listopada r. 1866 wynosiła według spostrzeżeń w Greenwich:

między	12 i 1	godziną	2032,
„	1 i 2	„	4860,
„	2 i 3	„	832.

Ta peryjodyczność natężenia zjawiska wprowadziła naukę o rojach meteorów na inną zupełnie drogę.

209. Drogi meteorytów. Dotąd według zasad grawitacyi, jakotéż na mocy spostrzeżeń, przypuszczaliśmy, że te ciałka kosmiczne, meteoryty, znajdując się czasowo pod wpływem słońca, przebiegają w punkcie przysłonecznym po paraboli. Obserwacyje zaś peryjodyczności roju listopadowego wskazywałyby raczéj, że meteoryty, równie jak i inne ciała układu planetarnego, obiegają wydłużone elipsy, skoro peryjodycznie przy słońcu się zjawiają. A ponieważ przypuszczenie paraboli oparte jest (tak jak to w kometach miało miejsce) na podobieństwie jéj z bardzo wydłużoną elipsą w małéj części drogi przysłonecznéj, przeto owo przypuszczenie tym jest prawdopodobniejsze, że o postaci paraboli wnosiliśmy rozumowaniem z prędkości meteorów, a nie z obserwacyj, bo meteory widujemy tylko przez krótką chwilę po ich zapaleniu się.

Do tego wniosku eliptyczności dróg meteorytów doszedł w r. 1864 piérwszy w tym przedmiocie badacz, H. A. Newton w Ameryce, a Schiaparelli w Medyjolanie daléj rozwinął tę kwestyją, która, jako zobaczymy, do nader doniosłych wniosków doprowadziła.

H. A. Newton, badając natężenie zjawiska listopadowego wstecz, znalazł ślady pewne, od 902 r. po Chr., powtarzania się jego w odstę-

pach przeszło trzydziestoletnich, z czego przedewszystkim przyszedł do przekonania, że Leonidy obiegają dokoła słońca po krzywéj zamkniętéj, przecinającéj drogę ziemi w tym punkcie, w którym ona dziś około 13 listopada się znajduje. Punkt ten jest oczywiście węzłem płaszczyzny przypuszczalnéj drogi, jako leżący na przecięciu drogi z ekliptyką. — Porównywając w datach zjawiska położenia ziemi na ekliptyce, oznaczył zarazem ruch węzła domniemywanéj drogi, jak to z zestawienia kilku dat dla przykładu wnosić można:

Data zjawiska (czas paryski)	długość ziemi na ekliptyce
1602 r. 27 paźdz. godz. 10	44° 18′,9
1698 r. 8 listop. godz. 17	47 20 ,6
1799 r. 11 listop. godz. 21	50 1 ,6
1832 r. 12 listop. godz. 16	50 49 ,0
1833 r. 13 listop. godz. 22	50 49 ,5.

Ze wszystkich lat tak zebranych Newton określił, że ten ruch węzła, po potrąceniu precesyi, wynosi około 52″ rocznie w kierunku prostym. Domniemana więc droga roju podlega podobnym zmianom elementów, jak i drogi planetarne. — Z peryjodyczności zaś maximum wnieść należy, że gęstość roju nie na całéj drodze jest jednakowa, lecz że w pewnym miejscu jest największa i że to zgęszczenie ciągnie się dość długo, tak iż ziemia w ciągu paru lat przez nie przechodzi. Ziemia zatym, spotykając zwykle rój rzadszy, ma zjawisko średniego natężenia; spotykając zaś w odstępach przeszło trzydziestoletnich zgęszczenie roju, otrzymuje z niego ów deszcz gwiaździsty obfity.

Zasady H. A. Newton'a, w roku 1864 ogłoszone, potwierdziły się przewidywanym zjawiskiem w r. 1866; było ono świetne, a długość miejsca zgęszczonego okazała się tak znaczna, że jeszcze w l. 1867 i 1868 wywołała widzialne w Ameryce obfite spadanie gwiazd, w ilości około 20 000 na 1 godzinę.

Mimo tego, że praca Newton'a rozjaśniła pojęcia o drodze meteorytów, nie wystarczała jednak do określenia jéj postaci i wielkości. Wskazana bowiém peryjodyczność Leonid nadawała się do różnych kombinacyj czasów obiegu, tak iż, przypuszczając nawet obieg ich, dokonywający się w ciągu 1 roku i 11 dni, jeszcze taksamo, jak przy obiegu trwającym lat $33\frac{1}{4}$, wypadałoby spotykanie się ziemi ze zgęszczeniem roju. Owo uzupełnienie można było osiągnąć tylko na drodze pośredniéj, gdyż meteoryty, prócz w chwili spalania się, nie mogą być dostrzeżone w żadnym innym punkcie swéj drogi.

Badania Schiaparelli'ego, odnoszące się do związku między prędkościami biegu ziemi i przebiegu meteorów, wykryły ich prędkość, odpowia-

dającą ich przebiegowi po paraboli (us. 206, 207). Elementy zaś paraboliczne łatwo się dadzą oznaczyć z punktu promieniowania i miejsca ziemi. Jeżeli bowiém na fig. 217-éj wyobrazimy sobie ziemię w chwili padania na nią meteorów w punkcie jéj drogi Z, to ten punkt Z jest zarazem jednym z węzłów płaszczyzny drogi roju, a linija ZZ' liniją przecięcia téjże płaszczyzny z ekliptyką ZEZ'. Oznaczywszy z ziemi prawdziwy kierunek punktu promieniowania P (przy pomocy przekątnéj wspomnianego w us. 208-ym równoległoboku, przedstawiającéj kierunek pozorny), otrzymujemy odrazu kierunek ruchu, wskazany strzałką, wskutek czego przyjąć należy punkt Z za węzeł sstępujący; stąd także wprost obliczymy nachylenie drogi. Ponieważ zaś prosta PZ jest z konieczności styczną do paraboli, zatym mamy oznaczoną płaszczyznę drogi, oraz oznaczone dla szukanéj paraboli: ognisko w słońcu S, jeden punkt na krzywéj Z i styczną ZP, co wystarcza do wykréślenia lub obliczenia samé j krzywéj AZB. — Tak oznaczona parabola jest, zgodnie z przypuszczeniem Newton'a, tylko częścią wydłużonéj elipsy; potrzeba zatym tylko stale oznaczyć czas obiegu, a wtedy z niego, na zasadzie 3-go prawa Keppler'a, łatwo obliczyć oś wielką i pozostałe eliptyczne elementy. Wobec wspomnianych jednak możliwych różnych kombinacyj czasów obiegu Leonid, tego właśnie elementu brakowało.

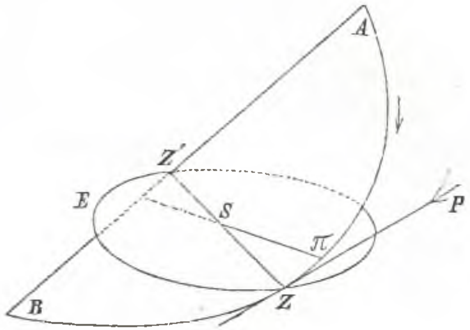


Fig. 217.

Świetnym odkryciom Schiaparelli'ego i Newton'a przyszedł w tym razie w pomoc Adams w Anglii, który, opiérając się na zasadach teoryi grawitacyi, wykazał, że wyznaczony przez Newton'a ruch węzłów Leonid o 52″ rocznie, może odpowiadać tylko $33\frac{1}{4}$ letniemu obiegowi Leonid. To ostatecznie rozwiązało zadanie piérwszego wyznaczenia drogi meteorytów listopadowych; przy znanym bowiém położeniu części ich drogi parabolicznéj i odległości przybliżonéj punktu przysłonecznego, czas obiegu wyznaczony decyduje o wielkości osi elipsy (us. 164).

Elementy roju listopadowego według Schiaparelli'ego są:

Przejście przez punkt przysłoneczny	1866 listop. 10,1 (cz. par.)
przejście przez ☋	1866 listop. 13,5 (spadanie gwiazd)
π	56° 25′

☊	$231^0 28'$	
i	$17^0 44'$	
mimośród	0,9046	
q	0,9873	promienia drogi ziemi
pół osi wielkiéj	10,34	„ „ „
czas obiegu lat	33,25	
ruch	R.	

Z tego piérwszego obliczenia okazało się, że drogi meteorytów bardzo są podobne do dróg komet. Elipsa Leonid jest nawet stosunkowo niebardzo wydłużona; sięga ona zaledwie drogi Uranusa, mieści się więc całkowicie w obszarze układu słonecznego.

Wyznaczenie drogi Leonid, wraz ze spostrzeganymi objawami ich peryjodyczności rozjaśnia stosunek tych meteorytów do układu słonecznego. Przedstawiają one eliptyczny pierścień, okalający słońce, na którym rozsypane są po całym jego obwodzie drobne owe ciałka kosmiczne w ten sposób, że biegną wciąż jedne za drugimi, przecinając drogę ziemi w tym jéj punkcie, w którym ona 14 listopada się znajduje. Gęstość ich ułożenia na pewnéj części pierścienia, przedstawiającéj około $\frac{1}{15}$ całéj długości, jest znacznie większa, tak iż ta właśnie część potrzebuje około 3 lat na przejście przez punkt spotkania drogi ziemskiéj. Ziemia w swym około słońca obiegu corok przechodzi pośród biegnących meteorytów; a że ich obieg wynosi lat $33\frac{1}{4}$, przeto ziemia w odstępach przeszło 30-letnich natrafia na punkty, przypadające w owéj części o gęstszym ułożeniu meteorytów i wtedy zostaje obsypana meteorami w wielkiéj obfitości podczas przejść kolejnych, jak to miało miejsce w latach 1866, 67 i 68. —

Określenie stanowcze drogi Leonid miało miejsce w r. 1867 i zaraz po jego ogłoszeniu zwróciło na siebie szczególną uwagę z tego powodu, że droga ta okazała się zupełnie jednakową z drogą komety, w roku 1866 przez Tempel'a odkrytéj, a przez Oppolzer'a obrachowanéj; elementy jéj są:

$T =$	1866 styczeń 11,16	mimośród	$= 0,9054$
$\pi =$	$60^0 28'$	q	$= 0,9705$
☊ $=$	$231^0 26'$	pół osi wielkiéj	$= 10,324$
$i =$	$17^0 18'$	czas obiegu lat	33,176; R.

Okazało się, że kometa Tempel'a bieży po téj saméj drodze, przeszedszy przez punkt przysłoneczny o 10 miesięcy wcześniéj od zgęszczonego roju Leonid. Ten zastanawiający fakt potwierdził dawno w domysłach istniejący związek między kometami i meteorytami i połączył oba rodzaje ciał w jedno zjawisko o dwu różnych objawach.

Wkrótce przekonano się, że i inne roje meteorytów posiadają pośród siebie komety, poruszające się po téj saméj, co i one, drodze. Tak

zgodność dróg roju sierpniowego Persejd i komety III z roku 1862 wskazują następne obu dróg elementy paraboliczne:

	Persejdy	Kometa III z roku 1862
T	1866 lip. 23,6	1862 sierp. 22,9
π	343° 38′	344° 41′
☊	138° 16′	137° 27′
i	63° 3′	66° 26′
q	0,964	0,961
ruch	R	R.

Ponieważ Persejdy nie posiadają części o gęstszym ułożeniu, któreby o czasie ich obiegu pozwalało wnioskować, przeto on pozostaje niewiadomym, kometa zaś ma obieg lat 121,3. Wobec poprzednich faktów i zgodności dróg, zdaje się nie ulegać wątpliwości, że i Persejdy tenże sam czas obiegu posiadają.

Związek drogi ziemskiéj z drogami dwu tych rojów meteorytów i złączonych z nimi komet przedstawiony jest na fig. 218-éj. Punkty

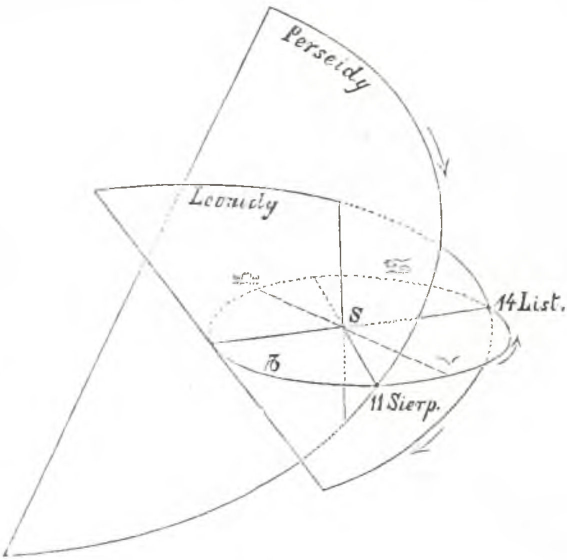


Fig. 218.

przecięcia dróg meteorytów z drogą ziemi oznaczone są odpowiednimi datami przejścia ziemi po jéj drodze; strzałki wskazują kierunek ruchu,

γ oznacza punkt wiosenny, od którego powyżéj przytoczone elementy rachować należy.

Dowody potwierdzające ów związek pomnażają się obecnie ciągle. Droga meteorytów 20 kwietnia odpowiada drodze komety I z roku 1861. Podobny stosunek zachodzi również między drogą komety Biela i meteorytami 27 listopada. —

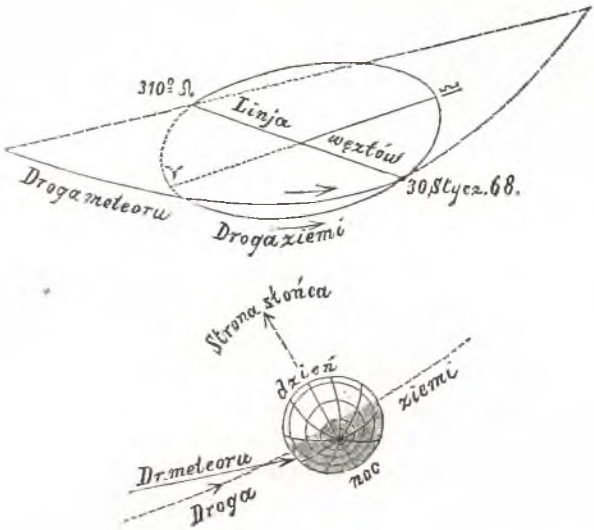
Meteor pułtuski. Co się tyczy dróg kul ognistych, czyli aerolitów większych rozmiarów, to one łatwiéj niekiedy obliczyć się dają, jeżeli się uda w paru miejscach oznaczyć pozorną ich drogę na sklepieniu nieba, oraz chwile zapalenia się i gaśnięcia. Wtedy bowiém łatwo w przybliżeniu obrachować prędkość przebiegu względną w atmosferze, a biorąc pod uwagę znaną prędkość ziemi, określić prędkość przebiegu aerolitu po jego drodze. Tak przebieg wspomnianego powyżéj (str. 331) wielkiego aerolitu pułtuskiego w d. 30 stycznia r. 1868 był w kilku odległych od siebie miejscowościach określony. Ze spostrzeżeń, zrobionych w Warszawie, Wrocławiu, Gdańsku i innych miejscach dało się obliczyć (us. 205), że meteor zapalił się o 24 mile gieogr. nad powierzchnią ziemi, około linii wierzchołkowéj miasta Piątka w Kaliskim, biegł po drodze, pod 45° nachylonéj do poziomu Warszawy, ku północo-wschodowi ponad Wyszogrodem i zgasł nad Gostkowem pod Pułtuskiem, o 5,6 mili gieogr. nad ziemią, gdzie zasypał kamieniami pas ziemi, obejmujący 16 kilometrów kwadratowych. Droga ta, wynosząca 25 mil, przebieżona została przybliżenie w ciągu 6,7 sekundy, jak to średnio z różnych spostrzeżeń przyjąć można; prędkość więc meteoru w atmosferze była 3,71 mili gieogr. na 1 sekundę. Ponieważ punkt promieniowania meteoru w Gostkowie oznaczony został na 20° długości i 12° szerokości, ziemia zaś biegła od punktu nieba 40° długości mającego (porównaj us. 207, apex), t. j. w tym samym prawie kierunku, przeto, dodawszy jeszcze prędkość ziemi, jako prawdziwą prędkość meteoru po jego drodze, otrzymamy 7,57 mili na 1 sek., co dostatecznie wskazuje, że droga jego nie mogła być ani elipsą, ani parabolą, ale musiała być hiperbolą. Widzieliśmy bowiém powyżéj (us. 150), że, przy odległości ziemi od słońca, ciało, przebiegające w perihelium 5,87 mili na 1 sek., już zakréśla parabolę. Z tych danych, przy uwzględnieniu starannie zebranych i krytycznie rozważonych szczegółów, Galle, dyrektor obserwatoryjum we Wrocławiu, obliczył *) elementy hiperboliczne meteoru pułtuskiego:

$T = 1868$ styczeń 22,51 czasu średniego warszawskiego;
$\Omega = 310^0$; $i = 6^0$; $q = 0,96$; $e = 2,277$; $\pi = 116^0$; D;
połowa osi poprzecznéj hiperboli $a = 0,75$ promienia drogi ziemskiéj.

---

*) *Ueber die Bahn des am 30 Januar 1868 beobachteten und bei Pultusk im Konigreiche Polen als Steinregen niedergefallenen Meteors durch die Atmosphäre, von* Dr. J. G. Galle. (*Abhandlungen der Schlesischen Gesellschaft für vaterländ. Cultur*, 1868, Wrocław.)

Fig. 219-ta przedstawia drogę meteoru pułtuskiego przed spadkiem.



Przebieg meteoru pułtuskiego 30 stycznia r. 1868.

Fig. 219.

Wobec tak znacznéj prędkości, oraz tak wielkiego mimośrodu drogi tego meteoru podczas przebiegu w układzie słonecznym, hiperboliczność jéj jest niewątpliwa. Jest to *jedyna ze stanowczo dotąd dowiedzionych dróg hiperbolicznych ciał niebieskich.* Z tego względu, jakotéż z uwagi na skład chemiczny aerolitów, przedstawia się niełatwa do rozwiązania kwestyja w określeniu pochodzenia tych ciał. Według rozbioru prof. Wawnikiewicza, aerolity pułtuskie należą do syderytów, składają się bowiém z żelaza z niklem i chromem, oraz skał krzemionkowych *). Prędkość ich w perihelium nie pozwala przypuszczać, aby one do układu słonecznego należały; pochodzenie zaś ich dalsze przemawiałoby za podobieństwem składu chemicznego wszystkich odleglejszych światów.

Ze wszystkich spostrzeżeń meteoru Pułtuskiego wynika, że prędkość pierwiastkowa kul ognistych całkowicie zostaje zniesiona wskutek tarcia o atmosferę, i że od chwili gaśnięcia ich światła spadają one pod wpływem saméj tylko siły ciężkości, jakotéż, że one, podobnie jak roje meteorytów, stanowią grupę ciał oddzielnych, sprawiając jednak wskutek rozgrzania i silnego światła wrażenie jednéj kuli. Większe z nich biegną

*) *Notice sur la météorite tombée le 30 Janvier 1868 aux environs de la ville de Pultusk. Publiée par la Haute Ecole de Varsovie* (r. 1868.)

przodem, mniejsze zaś, przedstawiając większą powierzchnią tarcia względnie do masy, pozostają wtyle, tworząc w miejscu spadnięcia smugę podłużną, na któréj w kierunku biegu coraz większe bryły się znajdują. Huk, słyszany po ich zgaśnięciu, nie zdaje się pochodzić od rzeczywistéj eksplozyi, ale prawdopodobnie jest skutkiem nadmiernego zgęszczenia powietrza po ich wpadnięciu do atmosfery, a następnie jego rozszerzenia po wspomnianym zniesieniu téj pierwiastkowéj prędkości.

III. ZWIĄZEK METEORYTÓW Z KOMETAMI. TEORYJA KOMET.

210. Teoryja Schiaparelli'ego. Na tych gromadzących się coraz więcéj faktach, połączonych z opisanymi powyżéj postaciami komet (us. 200), oparł Schiaparelli swą teoryją związku komet z meteorytami.

Jak jedne tak i drugie pod względem postaci dróg, ich nachylenia często znacznie większego, oraz możliwości ruchu wstecznego, różnią się zupełnie od planet, składających układ słoneczny, zdradzając przez to swe odleglejsze pochodzenie. Schiaparelli przypuszcza, że komety przybywają z przestrzeni międzyświatowych, poza obrębem układu słonecznego leżących, w postaci chmur, złożonych z drobnych cząstek meteorycznych, utrzymujących się siłą wzajemnego przyciągania w postaci jednéj całości. Mała ich masa, przy ogromnéj objętości, na tysiące mil rozciągniętéj, nie pozwala długo wobec przyciągania słonecznego i planet utrzymać się im w nienaruszonéj postaci. Tak np. kometa z r. 1811, t. j. sama mgła wraz z jądrem, miała w średnicy 140 000 mil; jeżeli lekka masa takiéj objętości, z drobnych pyłków złożona, przechodzi obok jednéj z wielkich planet, wtedy jedna jéj strona jest o 140 000 mil bliżéj, niżeli przeciwna. Różnica w przyciąganiu planety będzie dość znaczna, aby bieg cząstek bliższych opóźnić; pozostaną one za kometą, dążąc ruchem opóźnionym po téj saméj drodze. Kometa, siłą słońca zatrzymana w układzie, przy każdym obiegu ciągle tym wpływom podlega, rozsypując stopniowo cząstki pierwotnéj chmury po drodze. Rachunek wykazuje, że przy kilku tysiącach mil średnicy komety wystarcza 3 000 lat, aby cząstki jéj, bez innych powodów oprócz grawitacyi słońca i planet, rozsypały się po całym obwodzie jéj drogi.

Pośród takiego pierścienia drobnych cząsteczek, meteorytów, pozostałość pierwotnéj komety obiega swoje drogę, tracąc coraz więcéj cząstek i coraz więcéj malejąc. Spostrzeżenia komet, zmniejszających swą świetność w powrotach, przemawiają za tym przypuszczeniem; widzieliśmy takie stopniowe słabnięcie blasku komety Halley'a w znanych jéj trzech powrotach. Jeżeli pierścień eliptyczny, zasiany odpadłymi od komety drobnymi kosmicznymi cząstkami, przecina drogę ziemi, to w chwili

przejścia ziemi przez ten punkt następuje spadanie gwiazd; jeżeli zaś pierścień ów nie ma z drogą ziemi żadnéj styczności, wtedy istnienia jego domyślać się możemy, jeżeli kometę, dającą mu początek, obserwujemy.

Wobec tych uzasadnionych przypuszczeń możemy wnosić, że im-wcześniéj pierwotne komety wtargnęły w układ słoneczny, tym drogi ich jednostajniéj powinny być zasypane meteorytami. Rój więc sierpniowy Persejd, tak jednostajnie się przedstawiający, musi być znacznie starszy od roju listopadowego Leonid, który jeszcze niedość się utworzył, skoro na $\frac{1}{15}$ części obwodu ma zgęszczenie znaczne, wywołujące opisaną powyżéj jego wyraźną peryjodyczność. Leverrier przypuszcza, że planeta Uranus, do którego drogi rój ów sięga, jest głównym powodem rozsypywania się komety Tempel'a z r. 1866, dającéj rojowi Leonid początek.

Jeżeli pierwotna chmura pyłków kometowych posiadała więcéj niż jeden środek koncentracyi, co jest przy wielkiéj objętości prawdopodobne, wtedy działanie grawitacyi słońca i planet łatwo może rozdzielić ogólną chmurę na kilka pojedyńczych, skupionych około swych środków koncentracyi. Przykład taki mamy w komecie Biela, która w r. 1846 na dwie komety się rozdzieliła, a oprócz tego téjże przyczynie prawdopodobnie przypisać należy istnienie jednocześnie różnych punktów promieniowania, do jednego roju należących.

Przyszłością komet, według teoryi Schiaparelli'ego, jest ich rozpad, czyto drogą rozdziału, jak w komecie Biela, czytéż drogą stopniowego rozsypywania się na drobne meteoryty, obiegające samodzielnie dokoła słońca.

Spostrzeżenia komet z ostatnich lat zdają się w wielu punktach stwierdzać prawdziwość wywodów astronoma medyjolańskiego.

Powyżéj była mowa o rozdziale komety Biela na dwie części w r. 1846. Zdarzenie to świadczyło o daleko posuniętym jéj rozpadzie, a zarazem, na zasadach powyższéj teoryi, upoważniałoby do przypuszczenia, że i rój meteorytów, z komety powstałych, istniéć na jéj drodze powinien. Elementy komety Biela, przed jéj rozdziałem obliczone przez Olbers'a, są następujące:

$\pi = 108^0$	q = 0,94 prom. dr. ziem.
$\Omega = 249^0$	pół osi = 3,6 „ „
$i = 13^0$	czas obiegu = 6,7 lat; D.

Kometa po rozdziale w r. 1846, powróciła do słońca w r. 1852 i części jéj wtedy już o 330 000 mil były od siebie oddalone. W r. 1859 położenie niedogodne usprawiedliwiało niemożność jéj dostrzeżenia, lecz w r. 1866 niedogodność ta nie istniała, a jednak, mimo poszukiwań, komety nie mo-

żna było odnaléść. Można się było już wtedy domyślać, że rozpadnięcie jéj, w r. 1846 rozpoczęte, postępowało daléj. Domysł ten sprawdził się następnie w r. 1872 d. 27 listopada, w którymto dniu wieczorem zauważono w całéj Europie nadzwyczaj obfite spadanie gwiazd. Bruhns w Lipsku, obliczywszy drogę tych meteorytów, z punktu ich promieniowania znalazł elementy jéj paraboliczne zgodne prawie z elementami komety Biela, mianowicie:

$$\pi = 108^0\,55' \qquad i = 15^0\,11'$$
$$☊ = 245^0\,55' \qquad q = 0{,}854;\ \text{D.}$$

Kometa zaś wówczas, według rachunku, już powinna była przejść przez punkt przysłoneczny przed 50 dniami i być przez to znacznie oddalona od ziemi, choć jéj od r. 1852 wcale nie widziano. Łączność jednak obu zjawisk da się łatwo objaśnić na fig. 220-éj, przedstawiającéj w przybli-

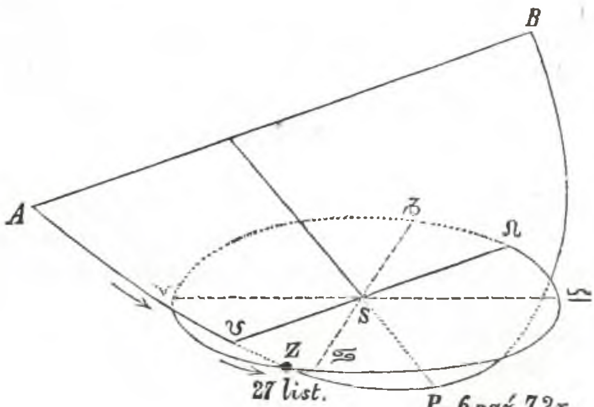


Fig. 220.

żeniu drogę ziemi ♈♋≏♑ i drogę spólną komety i meteorów 27 listopada, APB. Mimo tego, że droga komety nie styka się właściwie z drogą ziemi, przechodzi jednak w punkcie ☋ bardzo blisko niéj, wzrastający zaś przedział dwu części komety, przed 20 laty w r. 1852 obserwowany, prowadzi do domysłu, że rozsypywanie się jéj cząstek na dość szerokiéj nastąpiło drodze, aby się one z drogą ziemską około punktu ☋ zetknąć mogły. Kometa, która przez punkt ☋ dawno przed 27 listopada już przeszła, pozostawiła na całéj za sobą drodze rozsypane meteoryty, w które ziemia w swym biegu weszła. Pora ich spadania wczesnym wieczorem również z figury łatwo objaśnić się daje kierunkiem prostym ich

biegu i położeniem ziemi. W saméj chwili zjawiska w roku 1872 można się już było domyślać jego znaczenia po tak świeżych i uderzających poglądach Schiaparelli'ego.—Jeżeli rój meteorytów zawiérał w sobie jeszcze kometę nie całkiem rozbitą, to ona powinnaby była być dostrzeżona w kierunku przeciwnym punktowi promieniowania, t. j. około gwiazdy σ Centaura na półkuli południowéj. Jakoż zaraz po zjawisku Klinkerfues z Gietyngi telegrafował o tym do Madras, gdzie astronom Pogson w dniu 2 grudnia znaléść miał istotnie we wskazanym miejscu kometę; brak jednak pogody nie pozwolił bliżéj zbadać, czy to była rzeczywiście jedna z dwu komet Biela.

W każdym jednak razie zestawienie wszystkich powyższych danych z zupełnym prawdopodobieństwem pozwala wnosić, że kometa Biela w oczach dzisiejszego pokolenia przeszła te przemiany, jakie teoryja Schiaparelli'ego przepowiada dla innych komet. Rozdzielona w r. 1846, niewidzialna po roku 1852 mimo warunków sprzyjających, musiała się rozsypać powoli i zamienić na rój meteorytów, który przechodząc blisko drogi ziemskiéj nieraz jeszcze w postaci gwiazd spadających w końcu listopada może się pokazać.

211. Spotkanie komety z ziemią. Wobec powyższych zasad i faktów, pytanie o skutkach spotkania się komety z ziemią straciło wiele z nadawanéj mu ważności, a zarazem w połowie jest rozwiązane. Nie można twierdzić, aby spotkanie komety z ziemią było niemożliwe przy tak zmiennych drogach, od wpływów grawitacyi zależnych; rachunek jednak prawdopodobieństwa dowodzi, że możliwość takowego spotkania jest prawie żadna. Zetknięcie centralne ziemi z kometą, mimo bardzo nieznacznéj wogóle masy komet, nie obeszłoby się bez znacznego, a może i zabójczego podwyższenia temperatury części ziemi, na zetknięcie wystawionéj, gdyż siła szybkiego biegu komety musiałaby się odrazu zamienić na ciepło. Zetknięcie jednak z rozsypanymi cząstkami, nawet jak w rojach listopadowych, oprócz pięknego widoku gwiazd spadających, żadnych innych następstw za sobą pociągnąć nie może.

212. Natura fizyczna komet. Mimo wielce prawdopodobnéj teoryi Schiaparelli'ego, tłomaczącéj w zasadzie budowę komet, są jeszcze pewne szczegóły fizyczne w ich naturze, których do dziś objaśnić należycie nie podobna. Dotyczy to głównie wytworów komet (us. 200), spostrzeganych w bliskości słońca i odbywających się pod jego wpływem.

Powyżéj w opisie postaci teleskopowych komet widzieliśmy, że atmosfera, otaczająca jądro, przepuszcza światło gwiazd, przez nią zakrywanych, bez załamania. Świadczy to o układzie jéj niegazowym i zgadza się z pojęciami teoryi meteorytów. Czy podobnym skupieniem ciałek stałych są jądra wielkich komet, niéma na to dowodu; kontury ich

nie są nigdy bardzo wyraźne, stan ich więc zarówno za płynny, jak i za stały, z drobnych, silniéj skupionych ciałek złożony, zarówno może być wzięty.

Wytwory komet, opisane powyżéj, zależne są bez wątpienia od ciepła słonecznego. Gdyby jednak były prostym skutkiem tegoż ciepła, pociągającym za sobą parowanie lub tworzenie gazów z rozkładu, to owe gazy musiałyby prawie jednostajnie otaczać jądro, lub, przy słabym jego przyciąganiu, rozpraszać się w kierunku drogi. Tymczasem widzimy je w początku skierowane ku słońcu, wkrótce zaś zawracające się od słońca dla utworzenia warkocza. Tworzenie się warkocza nie ma nic spólnego z rozsypywaniem się cząstek komet po ich drogach. Warkocz bowiém prawie zawsze skierowany jest w stronę odwrotną od słońca i ten jego kierunek, zupełnie od kierunku drogi niezależny, spowodował Bessel'a, a za nim i innych astronomów, do przypuszczenia (str. 323) siły słońca «biegunowéj».

Ponieważ dla objaśnienia zjawisk, nawet tak odległych, powinniśmy szukać sił znanych nam na ziemi, nie przypuszczając, aby jakieś inne tam istniały, przeto naturalną jest rzeczą, że przez wielu naturalistów przyjętą została, jako taka siła, elektryczność. Pomijając Bessel'a, który nie określił owéj siły biegunowéj, badając tylko teoretycznie jéj objawy, znajdujemy oddawna domysły działania elektryczności w kometach. Olbers nie przypuszczał, aby bez przyjęcia siły, odpowiedniéj pojęciu o elektryczności, można było objaśnić tworzenie się warkocza. Zöllner na téj zasadzie zbudował całą teoryją komet. Przypuszcza on, że płynne jądro komety paruje pod wpływem ciepła słonecznego gwałtownie, wytwarzając tym sposobem wielką ilość elektryczności. Naładowane elektrycznością chmury gazowe, będąc odpychane przez jednoimienną elektryczność słońca, rozciągają się w warkocz. Teoryja ta, pozornie bardzo prosta, nie ma dość stałéj podstawy, bo takie działanie elektryczne słońca nie jest należycie dowiedzione.

Aby o naturze owéj siły cokolwiek więcéj dowiedzieć się można, muszą przedewszystkim być zbadane warunki świécenia komet, czego jeszcze nie udało się dokonać w zupełności. — Światło słońca, odbite od materyi komety, tak jak i odbite od planet, wzrasta w sile wmiarę zbliżania się komety do ziemi w stosunku, dającym się obliczyć. Ostatnie spostrzeżenia ścisłe Müller'a w Potsdamie wykazały przez codzienne porównywanie komety Wells'a roku 1882 ze światłem obranych gwiazd stałych, że światło komety, blisko perihelium będącéj, wzmaga się odrazu więcéj, aniżeliby z rachunku wypadało, co daje dowód stanowczy, że komety, prócz światła odbitego, wytwarzają w pewnych chwilach światło własne.

Badanie światła komet przyrządem widmowym daje rezultaty różne w różnych częściach ich dróg względem słońca. Widmo jądra bardzo często jest ciągłe, zdradzając rozpalenie części stałych; widmo zaś atmosfery i warkocza niezawsze jest jednakowe. W największéj ilości komet badanych widmo atmosfery zawiéra w sobie trzy smugi świetne, ostro zakończone od strony czerwonéj, a gasnące stopniowo od strony fijoletowéj. Widmo takie, przedstawione na Tab. IV (fig. 8), bywa albo zupełnie zgodne, albo bardzo bliskie widma rozpalonych zapomocą elektryczności w rurkach Geissler'a gazowych związków węgla (np. C_2H_4, CO). Zdradza ono gazową naturę powłók i warkocza komet i przez wszystkich spostrzegaczów, Huggins'a, Vogel'a, Secchi'ego, Konkoly'ego i innych, w téj tylko jedynéj postaci było widywane aż do roku 1882, nie wykazując żadnych innych gazów. Ta stałość widm, a raczéj ich bardzo bliskie podobieństwo było powodem wytworzenia teoryi gazowéj komet. Tworzenie się tych gazów przypisywano działaniu ciepła słonecznego na materyjały komet stałe, przyczym zawsze zostawała jedna trudność do objaśnienia: jakim sposobem gazy te trzymać się mogą tak małéj masy i nie rozproszą się w pustych przestworach? — Przypuszczając tworzenie się warkocza z tych samych gazów, należałoby jednocześnie mniemać, że warkocz komety (jakąkolwiekby była owa poszukiwana siła biegunowa) nie jest stałym i raz utworzonym (t. j. materyjalnie tym samym) dodatkiem komety, gdyż w takim razie, przy gwałtownym jéj biegu w punkcie przysłonecznym, musiałby się rozproszyć w przestrzeni i spójności jego żadne prawa mechaniki nie byłyby w możności objaśnić. Warkocz, jako wytwór bardzo rozrzedzonych gazów, rozszérzających się nieraz z niesłychaną szybkością do 12 mil na 1 sek., tworzyłby się ciągle, rozpraszając się stopniowo tak, że widziany w dniu następnym nie mógłby być już materyjalnie tym samym, co dnia poprzedniego, podobnie jak kłęby chmur, czepiające się całymi dniami szczytów górskich, nie są utworem stałym, ale powstają z zagęszczenia coraz innych cząstek wody, gdy poprzednie zamieniają się w parę niewidzialną. To przypuszczalne rozpraszanie się częściowe materyjałów gazowych warkocza, choć nie dowiedzione stanowczo, jest w związku z obserwowanym zmniejszaniem się warkoczy przy powrotach komet; komety krótko-obiegowe, teleskopowe, zwykle nie mają warkoczy — tak, jakby w częstych przejściach około słońca wypaliły się i straciły materyjał, mogący się pod wpływem słońca ulatniać.

Jednym słowem, obecność gazów, samodzielnie świécących w kometach obok ciałek rozpalonych twardych, wobec badań spektralnych nie może ulegać zaprzeczeniu. Dotychczas jednak sądzono, że wspomniana stałość widma jest dowodem jednakowego składu chemicznego wszystkich

tych utworów. Pogląd ten zmodyfikowały obserwacyje komety Wells'a, odkrytéj w kwietniu r. 1882. Na dwa miesiące prawie przed przejściem jéj przez punkt przysłoneczny, widmo jéj światła, przez Tacchini'ego badane, przedstawiało trzy słabe zwykłe prążki gazów węglowodorowych, w piérwszych zaś dniach czerwca, gdy kometa stała się bardzo jasną, będąc blisko słońca, jednocześnie Vogel, Konkoly, Hasselberg i inni, spostrzegli w widmie silnie błyszczące prążki gazu sodowego, czego dotąd w żadnéj komecie nie spostrzegano, jednocześnie zaś prążki węglowodorów znikły. Przypadło to w czasie, kiedy porównania Müller'a wykazały wzrost blasku komety większy, aniżeli z rachunku wypadało.

Ważność tych spostrzeżeń nie na tym polega, że odkryto w kometach gaz rozpalony sodu, gdyż obecność tego rozpowszechnionego w świecie metalu łatwa była do przewidzenia, ale na tym, że dowiodły one naprzód faktycznego rozpalania się i gazowego rozkładu jądra komet, a powtóre, że stanowią one ważny przyczynek do określenia z czasem natury siły odpychającéj słońca — a to z następujących powodów.

Jeżeli do płomienia zwykłego, dającego widmo gazów, wprowadzimy sod, to otrzymamy w przyrządzie widmowym oba widma jednocześnie; jeżeli zaś, jak to Hasselberg w Pułkowie okazał, w rurce z gazem węglowodoru zamkniemy kawałek sodu i, po rozpaleniu gazu prądem elektrycznym, rozgrzejemy sod do świécenia, to wtedy w widmie znikną prążki gazu, a będą tylko widoczne prążki sodu, który tym sposobem na siebie bierze przewodnictwo prądu rozgrzéwającego. Po ostygnięciu sodu nikną żółte sodowe prążki, a znowu występują prążki węglowodoru, stanowiącego, tak jak w początku doświadczenia, przewodnictwo prądu. Hasselberg na mocy tych doświadczeń, tak analogicznych ze zjawiskami komety, przypuszcza, że i światło własne komet nie pochodzi od prostego rozpalenia przez słońce, bo wtedy oba widma byłyby widoczne, ale że jest skutkiem wyładowań elektrycznych, obiérających przewodnictwo raz w gazach węglowych, a, wmiarę rozgrzewania sodu od ciepła słonecznego, rozpalających samę parę sodu.

Jeżeli dalsze fakty okażą słuszność tego przypuszczenia siły elektrycznéj w kometach, wtedy teoryja siły odpychającéj warkocza zyska jeden dowód więcéj; dodziś jednak kwestyją tworzenia się warkocza jako otwartą jeszcze uważać należy.

IV. ZORZA ZWIERZYŃCOWA.

213. Zorzą zodyjakalną, albo zwierzyńcową nazywamy to szczególne zjawisko świetlne, które najłatwiéj widziéć można u nas w lutym i w marcu na zachodzie wieczorem po zupełnym zapadnięciu nocy.

Przedstawia się ona w postaci słabo świécącego stożka, zwróconego podstawą ku słońcu, wówczas już pod poziomem będącemu, wiérzchołkiem zaś skierowanego ku południowi. Oś stożka prawie zupełnie odpowiada kierunkowi ekliptyki na niebie, a wiec i pasowi zwierzyńca (zodyjaku); stąd powstała nazwa światła czyli zorzy zodyjakalnéj albo zwierzyńcowéj. Światło to jest tak blade, że do zobaczenia go u nas potrzeba bardzo czystego powietrza, a obok tego należy przez kilka chwil pozostać w zupełnéj ciemności, aby usunięciem wszelkiego silnego światła podnieść wrażliwość siatki nerwowéj oka.

Światło zwierzyńcowe właściwie byłoby u nas widoczne cały rok, gdyby wyziewy dolnych części atmosfery nie zakrywały go przy poziomie. Ponieważ cała oś stożka leży w kierunku ekliptyki, przeto, im kierunek ekliptyki przy poziomie jest bliższy prostopadłego do linii stycznéj do widnokręgu w punkcie przecięcia się jego z ekliptyką, tym wiérzchołek stożka wyżéj się wznosi i czyściéj widziany być może. Największe wzniesienie osi stożka w naszych szerokościach wynosi około 60^0 nad poziom. Całą postać zjawiska możemy sobie wyobrazić jako elipsę *abcd* (fig. 221), otaczającą słońce S, w jéj środku będące, z osią *ac*, prawie w kierunku ekliptyki leżącą, a właściwiéj schodzącą się razem z płaszczyzną równika słońca, o 7^0 tylko nachylonego do ekliptyki. Za dnia, kiedy słońce jest nad poziomem, zjawiska nie widać wcale; po zachodzie słońca pod poziom *bd*, połowę *bad* dostrzéc można; przed wschodem znowu, nad ranem, pokazuje się przeciwna połowa *bcd*.

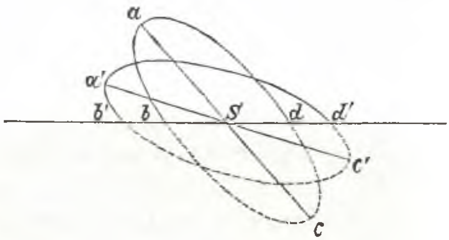


Fig. 221.

Na każdym globusie niebieskim łatwo się przekonać można, że ekliptyka, nie będąc równoległa do równoleżników nieba, pod bardzo różnymi kątami, stosownie do różnéj pory roku, nachylona jest do linii *bd*, przedstawiającéj styczną do widnokręgu. Największe jéj wzniesienie (*a*S*b*), około 60^0, przypada podczas porównań, wieczorem 21 marca i rano 21 września, najmniejsze zaś, około 14^0, podczas przesileń w czerwcu i grudniu (*a'*S*b'*). Z tego powodu i zorza zwierzyńcowa, przypadająca w kierunku ekliptyki, najwyżéj się wznosi i najlepiéj daje się widziéć wieczorami w lutym i marcu, oraz nad ranem we wrześniu i październiku jako elipsa *abcd*, gorzéj zaś około przesileń jako elipsa *a'b'c'd'*. Około równika, gdzie nachylenie ekliptyki do poziomu jest mniejsze i powietrze więcéj przejrzyste, zjawisko przedstawia się bardzo wyraźnie, a nieraz

świetnie, stanowiąc, według wyrażenia Humboldt'a, prawdziwą ozdobę krajów zwrotnikowych. Fig. 222-ga przedstawia zorzę zwierzyńcową, widzianą w Melbourne 11 października r. 1858.



Fig. 222.

Znaczenie fizyczne tego zjawiska jest dotychczas zupełnie niezbadane. Przedstawia ono jakby rodzaj płaskiego pierścienia lekkiéj substancyi, otaczającego słońce, a rozciągającego się aż poza drogę ziemi. Pierścień ten nie może stanowić przedłużenia atmosfery słońca, jak niegdyś przypuszczał Mairan, bo prawa grawitacyi wykazały niemożność rozciągania się atmosfery słonecznéj daléj, jak do drogi Merkurego.

Prawdopodobniejsze i zgodniejsze z dzisiejszym stanem nauki jest przypuszczenie, że pierścień ten składa się z pyłków kosmicznych, otaczających słońce i odbijających jego światło.

Rozbiór widmowy słabego światła zwierzyńcowego jest trudny i dlatego rezultaty takich badań nie są dość zgodne z sobą. Angström w widmie światła znalazł jednę tylko prążkę zieloną, odpowiednią prążce

zorzy północnéj; tęż samę prążkę oznaczył Vogel, wraz ze słabym widmem ciągłym; inni samo widmo ciągłe dostrzegali. Wobec przypuszczenia powyższego pyłków meteorytów, światło to byłoby tylko odbiciem światła słonecznego, a widmo ciągłe byłoby widmem słońca z niedostrzegalnymi z powodu słabego światła prążkami słonecznymi. Liniją jednak Angström'a trudno wytłomaczyć, bo wykazywałaby ona obecność rozgrzanego gazu, który w takim razie musiałby znajdować się w stanie nadzwyczajnego rozrzedzenia.

Przy małéj wogóle znajomości przestrzeni międzyplanetarnych, przy poruszonéj dziś kwestyi oporu środka, tamującego bieg bliższych komet, oraz rozwijającéj się teoryi meteorytów, wypełniających przestwory świata w tak wielkich ilościach, z rozwiązywaniem znaczenia zorzy zwierzyńcowéj wstrzymać się należy do zebrania większéj ilości stanowczych danych.

ROZDZIAŁ IX.

GWIAZDY STAŁE.

---

214. Zmiana widoku nieba w różnych porach roku. Drogi gwiazd ruchomych dotychczas wciąż odnosiliśmy do pozornéj kuli niebieskiéj, zasianéj tak zwanymi «gwiazdami stałymi», którato nazwa utrzymuje się od czasów najdawniejszych dla objęcia nią ogółu światów, poza układem słonecznym leżących. Owe jednak gwiazdy stałe właściwie nie są nieruchome, ale ruchy ich są tak powolne, że gołym okiem wcale, zapomocą zaś lunet tylko niektóre okréślić się dadzą. Powodem téj trudności ocenienia ich ruchów jest nadzwyczajna odległość, znacznie przechodząca rozmiary światła słonecznego, tak iż promienie widzenia, z dwu najodleglejszych punktów ziemi do nich idące, nie dają złudzenia paralaktycznego i przedstawiają się jako równoległe.

Ta nadzwyczajna powolność ruchów gwiazd stałych jest również powodem tego, że ugrupowanie ich przez długie wieki pozostaje pozornie niezmienionym, t. j. gwiazdozbiory zachowują od bardzo dawnego czasu tenże sam wygląd, choć miejsca ich na niebie względem punktu patrzenia wciąż się peryjodycznie zmieniają w ciągu roku.

Jeżeli o stałéj conoc godzinie, np. o 12-éj, będziemy obserwowali górowania pewnéj gwiazdy, to przekonamy się, że ona drugiéj nocy przejdzie przez południk wcześniéj o 3 m. 55,9 s. cz. średniego, to jest o 11-éj g. 56 m. 4,5 s. cz. śr.; o 12-éj zaś godzinie przechodzi punkt nieba odpowiednio dalszy, tak że codziennie, choć bardzo nieznacznie, zmienia się punkt nieba, górujący o północy. Zmiana ta stopniowo przez cały obwód pozornéj kuli niebieskiéj przechodzi, stawiając przed oczy patrzącego w ciągu roku coraz inną stronę nieba i objaśnia się łatwo pozornym ruchem słońca, a właściwie ruchem obiegowym ziemi. Wiemy mianowicie, że ruch obrotowy ziemi odbywa się w ciągu 24 godzin gwiazdowych, stanowiących dzień gwiazdowy; w ciągu tego czasu ziemia z punktu A (fig. 223) posunie się po swéj drodze EE′ do punktu B. Wiemy nadto, że dzień słoneczny liczy się od górowania do górowania słońca, lub od jego dołowania do dołowania o północy. Gdy przeto punkt spostrzeżeń *a* po

24 godzinach czasu gwiazdowego przychodzi do a', to potrzebuje on przesunąć się jeszcze o kąt $a'Bb$, aby się ukończył dzień słoneczny, zaczęty w punkcie a. O północy więc czasu słonecznego już nie gwiazda G góruje, jak dnia poprzedniego, ale gwiazda H, leżąca w prostym kierunku o kąt HBG′ daléj od gwiazdy G, kąt zaś HBG′ jest równy jednodniowéj drodze ziemi ASB.

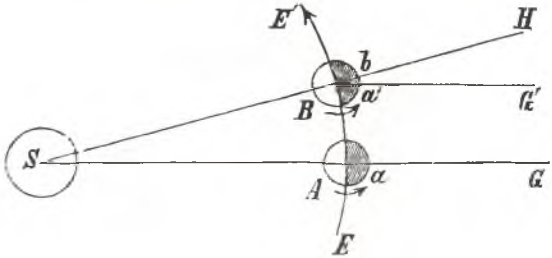


Fig. 223.

Ponieważ dni średnich jest w roku 365,24220, przeto kąt BSA, jako jednodniowa droga ziemi, równa się $\frac{360^0}{365,24220} = 0^0,9856472$, albo w czasie = 3 min. 56,555 sek. czasu gwiazdowego. O ten więc przeciąg czasu gwiazda stała G góruje wcześniéj na drugi dzień jako G′; po upływie zaś całych 24 godzin czasu średniego już dalszy punkt nieba H znajduje się na południku. Te 3 m. 56,555 s. cz. gw. czyli, jak wyżéj, 3 m. 55,9 s. cz. średn. stanowią tak zwane przyśpieszenie gwiazd stałych (acceleratio fixarum) i o nie codziennie przesuwa się dla nas widok nieba, odniesiony do stałéj godziny czasu średniego.

Na fig. 224-éj, przedstawiającéj 12 położeń ziemi miesięcznych a, b, c, d, i t. d., widzimy, że dla punktów, odpowiadających północy czasu średniego: a', b', c', d' i t. d., górują skolei coraz inne znaki zodyjaku. Dla punktu a', gdy słońce w d. 21 marca wstępuje w znak ♈ barana, góruje znak wagi ♎, dla punktu b' w d. 20 kwietnia znak niedźwiadka ♏ i t. d. Ponieważ w szerokościach naszego kraju, dla których położenie sfery jest ukośne (us. 38), niektóre tylko gwiazdy są widzialne przez całą noc jako okołobiegunowe, przeto pozostałe, mniejsze zboczenie mające, tylko w pewnych porach widzialne być mogą. Tak np. dla Warszawy w końcu grudnia o północy w stronie nieba południowéj góruje niebieska godzina 6-ta, gdy słońce znajduje się w przeciwległéj 18-éj; widzimy na niéj czworobok gwiazd Oryjona, z trzema gwiazdami, ukośnie wpośrodku położonymi, stanowiącymi przepaskę Oryjona; w kierunku tych trzech gwiazd ku wschodowi widać najświetniejszą naszych szerokości gwiazdę Syryjusz w gwiazdozbiorze Psa wielkiego, ponad nią części drogi mlécznéj, a wyżéj jeszcze początek Bliźniąt, w górze zaś z prawéj strony widoczny Aldebaran w gwiazdozbiorze Byka. W końcu czerwca o północy, przeciwnie, w południowéj stronie nieba widzimy gwiazdy godziny 18-éj

i sąsiednich, gdyż słońce znajduje się w przeciwległéj godzinie 6-éj; na lewéj odnodze drogi mlecznéj są trzy świetne gwiazdy Orła, poniżéj nich,

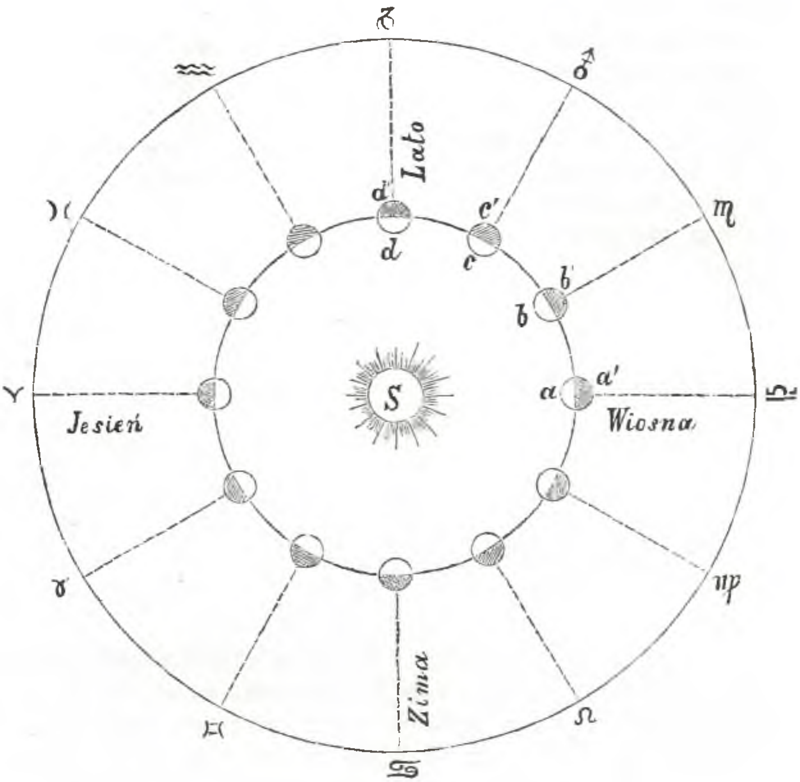


Fig. 224.

na saméj drodze mlecznéj, drobne gwiazdy Tarczy Sobieskiego, obok, nieco powyżéj, gwiazdy małe Ciołka Poniatowskiego, daléj widać drugą odnogę drogi mlecznéj i poza nią na zachód początki konstellacyj: Herkulesa powyżéj i Wężownika poniżéj.

Mając karty nieba (Tabl. I i II), z łatwością oznaczyć można punkty nieba, w pewnych czasach górujące; dodając bowiém lub odejmując 180° do wznoszenia prostego słońca, otrzymujemy punkt nieba, górujący tegoż dnia o północy.

215. Blask i rozmieszczenie gwiazd. Ogromna ilość gwiazd stałych, stanowiących ogół widzialnego wszechświata, nie daje się dotychczas ująć w żadne podziały, któreby oparte były na ich naturze lub

pochodzeniu. Konstelacyje czyli gwiazdozbiory przedstawiają grupy dowolne, do ułatwienia oryjentowania się użyteczne, choć gwiazdy w nich zawarte mogą być od siebie bardzo odległe i żadnym fizycznym nie połączone związkiem.

Również podział gwiazd na różne stopnie blasku jest także podziałem pomocniczym; blask bowiém zależnym jest zarówno od wielkości ciała świécącego i natężenia światła, jaktéż od jego odległości.

Przy użyciu dzisiejszych lunet rozróżniamy 16 stopni blasku, klas, z których piérwsze 6 dają się widziéć gołym okiem, pozostałe zaś 10 stanowią słabe gwiazdy teleskopowe. Z ocenienia porównawczego okiem obliczają na całym niebie ilość gwiazd

1-széj wielkości			15 — 20
2	„		65 — 70
3	„	do	198
4	„	„	460
5	„	„	1496
6	„	„	6004
7	„	„	19902
8	„	„	68338
9	„	„	533356

Z tego widzimy, że ilość gwiazd słabszych szybko wzrasta i że ogół gwiazd piérwszych 9-u klas około 630 000 wynosi. Daleko więcéj widać ich zapomocą teleskopów i choć nie wszystkie jeszcze są znane i notowane, można przypuszczać, że ogólna ich ilość dochodzi kilkudziesięciu milijonów.

Rozmieszczenie gwiazd na pozornym sklepieniu nieba nie jest jednostajne. Dla bliższego zbadania tego przedmiotu obrachowywano w różnych okolicach nieba ilości gwiazd, mieszczących się w polu widzenia teleskopu. Z prac tego rodzaju, wykonanych po raz piérwszy przez W. Herschel'a, wypada, że są dwa miejsca na niebie, w których gwiazdy są najrzadsze, mianowicie: jedno leży w 12 godz. 38 minucie przy zboczeniu $+ 31^0\ 5'$ w gwiazdozbiorze Warkocza Bereniki, drugie znajduje się w godzinie 0 minucie 38 przy zboczeniu $— 31^0\ 5'$ powyżéj Ryb. Od tych dwu przeciwległych miejsc licząc, ilości gwiazd (na równych obszarach powierzchni nieba) zwiększają się, tak że na kołach, około tych punktów zakréślonych, o 15^0 od siebie odległych, średnia ilość gwiazd w polu teleskopu, mającego średnicy 15', przedstawia się jak następuje:

przy	odległości	0^0	gwiazd	średnio	4,15
„	„	15^0	„	„	6,52
„	„	30^0	„	„	10,36
„	„	45^0	„	„	17,68
„	„	60^0	„	„	30,30
„	„	90^0	„	„	122,00.

Na kole więc, o 90° od owych punktów odległym, dla którego one są biegunami, średnia ilość gwiazd jest prawie 30 razy większa niż przy owych punktach.

Na tym prawie kole, a ściśléj w bardzo małéj od niego odległości, podczas ciemnych nocy daje się spostrzegać smuga świetlna, otaczająca nieregularnym pasem całe niebo. Jest to tak zwana droga mleczna. W niektórych miejscach, jak w gwiazdozbiorze Łabędzia, staje się ona zbiorem dwu gałęzi, prawie równolegle idących, które znowu się łączą w jednę smugę w gwiazdozbiorze Centaura. Podziały mniejsze oraz wyskoki częściowe z głównéj smugi również dają się zauważyć. Droga mleczna nie przedstawia ścisłego i regularnego pierścienia; w niektórych miejscach ma przerwy, jakby otwory ciemne, pozbawione prawie zupełnie gwiazd; jedno z takich miejsc widać w gwiazdozbiorze Łabędzia; podobne są także na półkuli południowéj około Krzyża i Okrętu Argo. Pierścień drogi mlecznéj nie jest kołem wielkim, ale dzieli niebo na dwa obszary w stosunku 8 : 9.

Przez teleskop rozpatrywana, droga mleczna przedstawia się w różnych miejscach rozmaicie, to jako słabe bladawe światło, w którym tylko przy najsilniejszych powiększeniach można rozróżnić skupienie gęste drobnych gwiazd, to znowu w innych miejscach widać przestwory zupełnie puste, to nakoniec miejsca mgliste w postaci chmurek o niewyraźnych konturach, których na gwiazdy rozłożyć trudno.

Z téj różnorodności utworów, drogę mleczną składających, domyślać się należy, że jest ona nagromadzeniem podobnych światów, jakie zewnątrz jéj widzimy, i że nagromadzenie w tym kierunku promieni widzenia jest większe, aniżeli we wszystkich innych.

Obok tego zauważano, że gwiazd świetniejszych pośród drogi mlecznéj lub w jéj otworach nie widać prawie wcale, gwiazdy bowiém piérwszych wielkości najwięcéj są nagromadzone przy jéj brzegach, lub w niewielkiéj od tych brzegów odległości.

216. Postać gwiazd stałych w lunetach. Gwiazdy stałe, przez lunety i teleskopy spostrzegane, nie przedstawiają tych wyraźnych tarcz i konturów, jakie nam okazują ciała układu słonecznego. Widzi się je tylko jako punkty świécące bez prawdziwych rozmiarów, a przy znaczniejszym powiększeniu jako krążki nie mające właściwie wymiarów, ale zależne tylko od warunków tworzenia się obrazu przez szkła lunet lub zwierciadła teleskopów. Użyteczność lunet w obserwacyi gwiazd stałych polega właściwie na tym, że: 1) pozwalają one bardzo dokładnie mierzyć położenia gwiazd i wzajemne ich odległości, dając obrazy czyste w ognisku, w którym nitki pajęcze, służące do mierzenia, są rozpięte; 2) wzmacniają ilość światła, od gwiazd przychodzącego, koncentrując je w ogni-

sku szkła przedmiotowego w ten sposób, że pozwalają widziéć drobne gwiazdy, których gołym okiem nie widać wcale. Ta siła lunet wzrasta z wymiarami szkła przedmiotowego (objektywy), i dlatego wielkie teleskopy pozwoliły dostrzéc milijony tych gwiazd drobnych, których w starożytności nie znano wcale.

217. Natura gwiazd stałych. Starożytni astronomowie przy braku lunet i innych pomocniczych narzędzi nie byli w możności zdać sobie sprawy choćby przybliżenie z natury gwiazd, uważając je za punkty świécące, przytwierdzone nieruchomo do sklepienia nieba, za materyjalną kulę uważanego. Pojęcia Kopernika o układzie słonecznym musiały go naprowadzać na myśl, że gwiazdy mogą być również ciałami materyjalnymi, samodzielnie świécącymi, i że odległość ich musi być bardzo wielka, skoro wzajemne ich położenia nie ulegają zmianie w różnych położeniach ziemi na jéj obszernéj drodze.

Keppler piérwszy przypuścił, że gwiazdy stałe są słońcami, podobnymi do naszego słońca, tylko bardzo odległymi. Myśli téj Keppler nie zdołał dowiéść, bo trzeba było wiele czasu i pracy najzdolniejszych ludzi, aby zebrać dowody fizyczne, do stwierdzenia téj prawdy potrzebne. Ogrom przedmiotu i trudności fizyczne pozwoliły na téj drodze w ciągu ostatnich cztérech wieków zaledwie postawić piérwszy krok, choć dość stanowczy, aby dalsze prace, tego przedmiotu dotyczące, w właściwym kierunku rozwijać się mogły.

218. Ruch własny gwiazd. Jednym z najpiérwszych zadań, dotyczących astrognozyi, to jest nauki o gwiazdach, było rozwiązanie pytania: czy one są stałe, czyteż posiadają ruch własny, to jest prawdziwy ruch w przestrzeniach, niezależny od pozornego ruchu całéj kuli niebieskiéj, będącego odbiciem ruchów ziemi? Zadanie to, po odkryciu i oznaczeniu liczebnym precesyi i nutacyi, z łatwością dało się rozwiązać. Jeżeli bowiém położenie pewnéj gwiazdy zostało ściśle oznaczone zapomocą spółrzędnych równikowych w dwu różnych, ile można odległych chwilach, wtedy, potrącając z późniejszego wyznaczenia zmianę pochodzącą wskutek precesyi, otrzymujemy dwie pozycyje, odniesione do jednego punktu równonocnego, a ich różnica jest rzeczywistym ruchem gwiazdy w ciągu czasu, dzielącego oba spostrzeżenia.

Jako przybliżony i dla jasności uproszczony przykład, weźmy położenie gwiazdy α Wolarza (Arkturus), jednéj z najświetniejszych na północnym niebie. Pozycyja jéj, przez Bessel'a na r. 1825 podana, była

$$\alpha = 14 \text{ g. } 7 \text{ m. } 40{,}42 \text{ s.}, \quad \delta = +20^0\, 5'\, 51'',2;$$

w roku zaś 1845 w katalogu gwiazd Radcliffe'a znajdujemy jéj położenie, odniesione do punktu wiosennego tegoż roku,

$$\alpha = 14 \text{ g. } 8 \text{ m. } 35{,}63 \text{ s.}, \quad \delta = +19^\circ\, 59'\, 31'',9.$$

Ponieważ punkt wiosenny cofa się rocznie o 50″,2 na ekliptyce, przeto w ciągu lat 20 przesunął się o 1004″,0 a więc (us. 63) spółrzędne równikowe pierwotnéj pozycyi gwiazdy o

$$+56{,}22 \text{ s.}, \quad -5'\, 40'',0$$

poprawić należy, aby ją odnieść do punktu wiosennego drugiéj miary, t. j. do roku 1845; mamy więc:

pozycyja r. 1825:	$\alpha = 14$ g. 7 m. 40,42 s.,	$\delta = +20^\circ\ 5'\ 51'',2$
poprawa na r. 1845:	$+$ 56,22 s.,	$-5'\ 40'',0$
pozycyja r. 1825 odniesiona do r. 1845:	$\alpha = 14$ g. 8 m. 36,64 s.,	$\delta = 20^\circ\ 0'\ 11'',2$
pozycyja mierzona w r. 1845:	$\alpha = 14$ g. 8 m. 35,63 s.,	$\delta = 19^\circ\ 59'\ 31'',9$
Różnica	$-$ 1,01 s.,	$-39'',3$
przedstawia ruch własny Arkturusa w ciągu lat 20, skąd rocznie wypada:	$-$ 0,050 s.,	$-1'',93$,

t. j. gwiazda postępuje ku południo-zachodowi.

Przy użyciu większéj ilości obserwacyj, dla usunięcia przypadkowych błędów, i uwzględnieniu wszystkich szczegółów rachunku, pominiętych w powyższym przykładzie, liczby takie bardzo dokładnie wskazują ruch własny gwiazd tak co do jego wielkości, jak i co do kierunku.

Piérwsze wyznaczenia tego rodzaju, zrobione przez Halley'a zapomocą porównania pozycyj ówczesnych ze starożytnymi Ptolemeusza, były zbyt niedokładne. Dopiéro udoskonalenie narzędzi południkowych dało możność otrzymania rezultatów ściślejszych, chociaż mniejsza ilość lat dzieliła porównywane pozycyje. Porównania Argelander'a piérwsze właściwie mają ścisłość żądaną; obejmowały one około 600 gwiazd. Następnie Mädler sam określił ruch własny 3000 gwiazd przeszło; późniejsze prace udoskonaliły jeszcze więcéj wypadki przez Mädler'a otrzymane.

Z tego rodzaju spostrzeżeń przekonano się, że większa część gwiazd ciągle choć powoli zmienia swe miejsca; te zaś, które ruchu tego do dziś nie okazują, potrzebują prawdopodobnie tylko większéj ilości lat, aby go uwydatnić. Wielkość i kierunek tych ruchów są bardzo rozmaite i zmienić muszą po tysiącach lat wygląd teraźniejszych konstelacyj.

W następnéj tablicy są zestawione gwiazdy, obdarzone największym ruchem własnym, wyrażonym w ilości sekund łuku rocznie — strona zaś, w którą ruch się odbywa oznaczona jest zapomocą kąta, jaki kierunek ruchu czyni ze śladem koła godzinnego (us. 12), przez gwiazdę poprowadzonego, licząc od północy tegoż śladu przez wschód i południe.

Gwiazda	Blask	Położenie 1880		Ruch własny	
		α	δ	Wielkość	Kierunek
N. 1830 kat. *) Groombridge'a	7	11 g. 46 m.	+ 38° 35′	7″,05	145°
N. 9352 „ Lacaille'a	7,8	22 58	— 36 33	6 ,96	79
61 Łabędzia **)	5,6	21 2	+ 38 10	5 ,22	61
N. 21185 kat. Lalande'a	7	10 57	+ 36 46	4 ,75	187
40 Eridana	5	4 34	— 7 49	4 ,09	212
μ Kasyjopei	6	1 0	+ 54 13	3 ,83	115
α Centaura	1	14 31	— 60 20	3 ,67	320
N. 4803 kat. Lalande'a	6	2 29	+ 6 18	2 ,36	52
Arkturus	1	14 10	+ 19 48	2 ,26	183
σ Smoka	5	19 33	+ 69 28	1 ,92	164
Procyon	1	7 33	+ 5 32	1 ,33	214
Syryjusz	1	6 40	— 16 33	1 ,25	201
ϑ Wielkiej Niedźwiedzicy	3	9 25	+ 52 14	1 ,13	240
70 Wężownika	4	18 0	+ 2 32	1 ,10	170
31 Orła	5,6	19 19	+ 11 41	1 ,01	49

Rzut oka na tę małą ilość ruchów własnych wskazuje odrazu ich rozmaitość tak co do kierunku, jak i wielkości. Określenie praw, według których te ruchy się odbywają, jest zadaniem ledwie rozpoczętym i prawdopodobnie dłużéj na siebie czekać każe, aniżeli objęcie jednym prawem ruchów układu słonecznego. Gdy jednak odkrycia Kopernika i Keppler'a wskazały nam, że część ruchów planet zależy od ruchu ziemi, odbijającego się na tle nieba, przeto i tu szło przedewszystkim o to, czy spośród różnorodnych tych ruchów nie dadzą się niektóre objaśnić ruchem układu słonecznego w przestrzeni.

Przypuśćmy bowiém (fig. 225), że układ słoneczny cały S posuwa się pośród gwiazd stałych *a*, *b*, *c*, *d* i t. d. w kierunku ST. Kąt widzenia dwu jakichkolwiek gwiazd z punktu S będzie *a*S*b*; gdy układ S przejdzie do S′, tenże kąt stanie się kątem *a*S′*b*, większym, t. j. gwiazdy wydawać się będą odleglejszymi, tak jakby od punktu T rozeszły się na strony i ujawniły ruch własny *bb*′, *aa*′. Gwiazdy strony przeciwnéj U, z punktu S pod kątem *c*S*d* widziane, po przejściu układu do punktu S′ przedstawiłyby się pod kątem *c*S′*d*, mniejszym od *c*S*d*, tak, jakby się do siebie zbliżyły ruchem własnym *cc*′, *dd*′.

Przypuszczenie to w zupełności sprawdzają ruchy własne gwiazd. W. Herschel, przy małéj wówczas jeszcze ilości znanych ruchów wła-

*) Liczba, przy nazwie katalogu wymieniona, jest kolejnym numerem, gwieździe w dowolnym porządku spostrzeżeń nadanym.

**) Liczba przy nazwie konstelacyi oznaczać ma kolejność blasku jéj gwiazd, gdy litery już wyczerpane zostały na oznaczenie gwiazd najświetniejszych. (Nie jest to jednak należycie ustalone.)

snych, już to zauważył, a dalsze prace Argelander'a, Mädler'a i innych dość ściśle oznaczyły punkt nieba, ku któremu układ słoneczny dąży. Według W. Herschel'a punkt ten dziś znajduje się w gwiazdozbiorze Herkulesa, a jego spółrzędne w r. 1800 były

$$\alpha = 260^0\,44', \quad \delta = +\,26^0\,16'.$$

Inni spostrzegacze z porównania większéj ilości gwiazd znaleźli następne spółrzędne owego punktu:

Argelander	$\alpha = 258^0\,23',5$,	$\delta = +\,28^0\,456'$ (r. 1850);
O. Struve	$\alpha = 261^0\,21',8$,	$\delta = +\,37^0\,33'$ (r. 1850);
Galloway ze spostrzeżeń gwiazd południowych	$\alpha = 260^0\,33'$,	$\delta = +\,34^0\,20'$ (r. 1850);
Plana z tychże gwiazd	$\alpha = 260^0\,1'$,	$\delta = +\,34^0\,23'$.

Wielka, stosunkowo do trudności zadania, zgodność tych rezultatów wskazuje, że ruch własny słońca jest rzeczą niewątpliwą, choć postać drogi jego, wraz z całym układem odbywanéj, jest zupełnie nieznana.

Oprócz tych skombinowanych ruchów, będących z wszelkim prawdopodobieństwem odbiciem ruchu układu słonecznego, dają się jeszcze zauważyć ruchy własne jednakowe lub zbliżone dla pewnych grup gwiazd, a różne od otaczających. Tak, grupa Plejad w konstelacyi Byka ma ruch własny ogólny dla wszystkich 53 gwiazd ją składających ku południo-zachodowi, kiedy sąsiednie gwiazdy w innych zupełnie kierunkach się poruszają. Grupa ta jest prawdopodobnie układem słońc, postępujących spólnie po jednéj drodze. Podobny układ gwiazd, poruszający się ku wschodowi z szybkością 10″ na 100 lat, znajdujemy blisko Plejad między nimi i gwiazdą α Byka (Aldebaranem).

Wiele ruchów własnych gwiazd, choć ściśle określonych co do wielkości i kierunku, nie daje się dodziś podciągnąć pod żadne prawa ogólniejsze, a to tymwięcéj, że owe oznaczone ruchy przedstawiają właściwie tylko rzuty ruchów własnych na sklepieniu nieba, a nie właściwe ich kierunki. Jeżeli bowiém na fig. 226-éj wyobrazimy sobie ruch gwiazdy roczny GG′, widziany z ziemi Z, wtedy (pomijając tymczasem ruch właściwy ziemi) dostrzegamy właściwie rzut tego ruchu jako GG″; zbliżenia się jednak ku ziemi, które się wyraża wielkością G″G′, nie jesteśmy w stanie rozpoznać. —

W ostatnich dopiéro latach udało się zapomocą przyrządu widmowego w przybliżeniu ocenić ruchy gwiazd, odbywające się w kierunkach promienia widzenia, a sposób tego ocenienia opiéra się na następującéj zasadzie.

Według teoryi falowéj światła, barwa w widmie świetlnym zależy od długości fali i odnośnie od częstości, z jaką ta fala na siatkę oka

pada. Toż samo prawo stosuje się do promieni szczegółowych, wysyłanych przez rozpalone gazy, które w widmie przedstawiają się jako barwne prążki, zajmujące stale też same miejsca, odpowiednie pewnym długościom fal. Gdy źródło światła szybko zbliża się do oka, wtedy, według téj teoryi, ilość fal na oko działających powinna być większa, aniżeli wtedy, kiedy światło jest nieruchome. Wskutek tego, oko, otrzymując więcéj fal w jednostce czasu, doświadczać powinno wrażenia fal krótszych i prążka oznaczonéj długości fali powinna znaléść się w miejscu, téj krótkości fali odpowiednim, t. j. posunięta w stronę fijoletową fal krótszych. Przy oddalaniu się źródła światła powinnoby miéć miejsce zjawisko odwrotne, bo wtedy w jednostce czasu mniéj fal świetlnych wpada w oko, robiąc wrażenie barwy o dłuższéj fali, przesuniętéj ku czerwonemu końcowi widma.

Przypuszczenie to piérwszy wypowiedział Doppler, opiérając się na zjawisku fal akustycznych, o których wiadomo, że robią na ucho wrażenie tonu wyższego, gdy ciało brzmiące pewnym tonem szybko się do ucha zbliża, i odwrotnie. Przewidywania Doppler'a sprawdziły się w zupełności, gdy zaczęto badać widma gwiazd. Widma te zawiérają niekiedy w sobie prążki znanych gazów na ziemi i, gdy je porównywamy z widmami tychże gazów, rozpalonych zapomocą elektryczności, lub z odpowiednimi prążkami absorbcyjnymi słońca, przekonywamy się, że prążki gwiazd często zbaczają od stale oznaczonego miejsca ku jednemu lub ku drugiemu końcowi widma. Zboczenia te są bardzo małe i wymagają silnych spektroskopów do ich ocenienia; obrachowano bowiém, że gdy prędkość zbliżającéj się

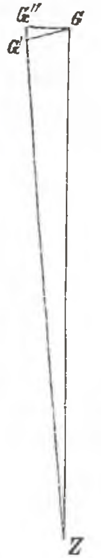


Fig. 226.

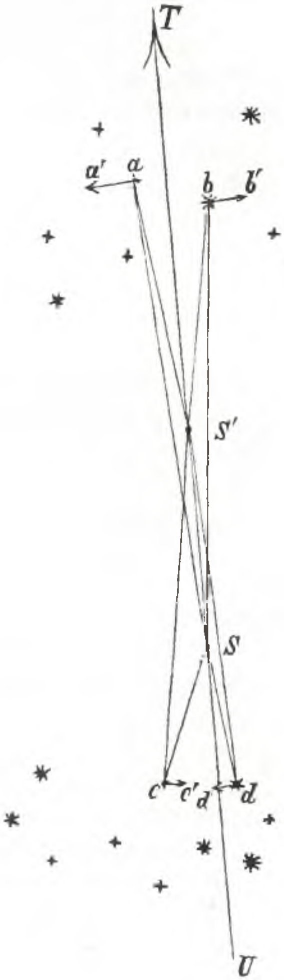


Fig. 225.

gwiazdy wynosi 75 kilometrów na 1 sekundę, to prążka przesuwa się zaledwie o 0,1 cząstki milijonowéj milimetra, co odpowiada $\frac{1}{6}$ odległości dwu prążek sodowych. Ocenienie jednak tego przesunięcia jest zupełnie możliwe, jak to okazuje się ze zgodności rezultatów Vogel'a i Huggins'a, różnymi narzędziami otrzymanych.

Według tych spostrzeżeń okazuje się, że różne gwiazdy mają różne ruchy pod względem zbliżania się lub oddalania od ziemi. I tak np.

α Lutni (Wega)	zbliża się ku ziemi	z prędkością	75	kilometrów	na 1 sekundę
α Wolarza (Arkturus)	"	"	70	"	"
α Wielkiéj Niedźw.	"	"	85	"	"
Syryjusz	oddala się od ziemi	"	48	"	"
γ, δ, ε, ζ Wielkiéj Niedźw.	"	"	30	"	"

Te ostatnie gwiazdy, mające jednakowy ruch, oddalający je od ziemi, posiadają także spólny kierunek ruchu własnego, co potwierdza dokładność spostrzeżeń spektralnych.

Potwierdzenie tych subtelnych poszukiwań znajdujemy również w téj okoliczności, że większość gwiazd badanych w okolicy Herkulesa zbliża się do ziemi według spostrzeżeń spektralnych, a jest to właśnie punkt, do którego według poprzedniego rozumowania układ słoneczny dąży. —

Badania te, jakkolwiek jeszcze bardzo niedokładne, ostatecznie rozwiązały kwestyją gwiazd tak zwanych stałych, mieszcząc je między ciałami niebieskimi, zostającymi w wiecznym ruchu, który jest właściwością wszechświata.

219. Odległość gwiazd. Kwestyją odległości gwiazd stałych w starożytności można uważać jako nietkniętą; wiedziano bowiém wówczas tylko, że sfera gwiazd znajduje się poza ostatnimi planetami. Pojęcia Kopernika dopiéro pobudziły ją na nowo; spodziéwano się bowiém, że, jeżeli ruch roczny ziemi jest prawdziwy, wtedy pozycyje gwiazd zmieniać się muszą w dwu przeciwległych położeniach ziemi, kiedy ona to po jednéj, to znów po drugiéj stronie pozornéj kuli niebieskiéj się znajduje. Brak takiéj zmiany w widoku konstelacyj był właśnie powodem, dla którego Tycho de Brache powątpiewał o ruchu ziemi. Nie domyślano się, że długość osi drogi ziemskiéj jest prawie nic nieznacząca w porównaniu z odległością gwiazd i że wskutek tego paralaksa gwiazd, oparta na długości téjże osi, dla oka nieuzbrojonego jest niedostrzegalna.

Z wynalezieniem lunet i sposobów dokładniejszego mierzenia przekonano się naprzód, że promienie, z dwu punktów ziemi do gwiazd sta-

łych idące, nie dadzą się od równoległych odróżnić, że więc gwiazdy stałe nie mają zwykłéj paralaksy, a wskutek tego usiłowano za podstawę paralaksy przyjąć dwa przeciwległe punkty drogi ziemskiéj. Mianowicie, mierząc na wiosnę, gdy ziemia znajduje się w punkcie A (fig. 227) odległość wiérzchołkową gwiazdy G, otrzymamy kąt ZAG; gdy zaś ziemia po sześciu miesiącach na jesieni znajduje się w przeciwległym punkcie swéj drogi B, wtedy linija wiérzchołkowa Bz' będzie równoległa do poprzedniego swego położenia Az a odległość wiérzchołkowa, tu mierzona, z'BG, będzie mniejsza od zAG o kąt GBG', równy kątowi BGA, będącemu **paralaksą gwiazdy roczną**, t. j. odniesioną do osi drogi ziemskiéj BA.

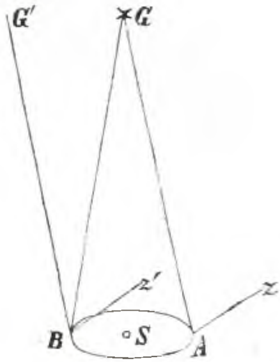


Fig. 227.

Ważność zadania zachęcała wielu astronomów do przedsiębrania prób, na téj zasadzie opartych. Zacząwszy od Hooke'a w r. 1669, skolei Römer, Bradley i wielu innych mierzyli co sześć miesięcy położenia różnych gwiazd dla otrzymania ich paralaksy. Próby te jednak nie dały oczekiwanego rezultatu. Bradley doszedł wprawdzie do przekonania, że paralaksa gwiazd stałych musi być mniejsza od 1", ale błędy narzędzi w przedziale sześciu miesięcy czasu nie dozwoliły otrzymać dokładniejszych wyników. Dopiéro zmiana sposobu postępowania w początkach bieżącego stulecia i udoskonalenie mikrometrów umożebniły rozwiązanie zadania.

Bessel w Królewcu, a z nim jednocześnie Struve w Dorpacie przyjęli zasadę, jeszcze przez Galileusza znaną, którą uwydatnia fig. 228-ma. Jeżeli w polu lunety widzimy dwie bliskie pozornie gwiazdy A i a, z których jedna jest świetna, druga zaś słaba, to mamy prawo przypuścić, że świetniejsza jest bliżéj od słabéj; jeżeli tak jest istotnie, to, mierząc kątową ich odległość AZa z punktu drogi ziemskiéj Z, a następnie po sześciu miesiącach powtarzając tę miarę AZ'a z punktu Z', otrzymamy różnicę dwu paralaks, czyli paralaksę względną. Przypuszczając, że paralaksa gwiazdy słabszéj, jako bardzo odległéj, jest zero, tak że promienie (fig. 229) Za, Z'a są równoległe, możemy różnicę kątów AZa i AZ'a przyjąć za paralaksę roczną gwiazdy bliższéj. Prowadząc bowiem Z'p, równoległą do ZA, mamy pZ'a = AZa, a więc różnica AZa — AZ'a = pZ'a — — AZ'a = pZ'A, kąt zaś pZ'A jest równy kątowi Z'AZ, t. j. rocznéj paralaksie gwiazdy A.—Z téj zasady wychodząc, Bessel wybrał gwiazdę 61-szą Łabędzia, mającą, jak widzieliśmy, znaczny ruch własny, a zatym

dającą prawdopodobieństwo większego zbliżenia ku ziemi; mierząc odległości jéj od dwu sąsiednich pozornie bardzo słabych gwiazd, doszedł



Fig. 228.

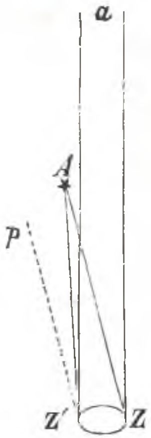


Fig. 229.

do rezultatu, że różnica kątów, z dwu punktów przeciwległych drogi ziemskiéj widzianych, wypadła 0″,314. Przy dokładności użytego do tych prac narzędzia, to jest opisanego powyżéj helijometru (us. 182), liczba ta zasługuje na wiarę. Jakoż, dalsze prace, téjże gwiazdy dotyczące, małą zmianę w niéj wykazały, podnosząc ją conąjwyżéj do 0″,51. Jednocześnie Struve tym samym sposobem znalazł paralaksę α Lutni równą 0″,20. Pod tak więc małym kątem przedstawia się cała oś drogi ziemskiéj (40 milijonów mil) z tych gwiazd stałych.

Obliczając odległość prawdziwą gwiazdy 61 Łabędzia z paralaksy powyższéj, otrzymujemy 412 500 promieni drogi ziemskiéj. Dla przebieżenia téj drogi światło potrzebowałoby 2377 dni, t. j. lat $6\frac{1}{2}$. —

Najbliższą z wyznaczonych niewielu dotychczas co do odległości gwiazd stałych wydaje się być α Centaura na półkuli południowéj; jéj bowiém paralaksa wynosi około 0″,8; wszystkie inne gwiazdy mają paralaksę mniejszą. —

Przy tak wielkich odległościach gwiazd stałych przyjęto za jednostkę miar paralaksę $= 1''$, co odpowiada $\frac{648\,000}{\pi}$ (us. 93), czyli 206 265 promieni drogi ziemskiéj, a więc mil gieograficznych więcéj, niż ich jest w liczbie, przedstawionéj przez cyfrę 4 z 12-ma zerami. Światło potrzebuje do przebycia téj drogi lat $3\frac{1}{4}$; jednostkę tę zowią odległością gwiazdową. Ponieważ jednak paralaksy 1″ nie znaleziono dotychczas w żadnéj gwieździe, przeto możemy wogóle powiedzieć, że najmniejsza odległość, w jakiéj poza układem słonecznym gwiazdy stałe się znajdują, t. j. odległość α Centaura wynosi około 265 000 promieni drogi ziemskiéj, co wymaga na przebieg światła lat 4,1. Zjawiska więc, na gwiazdach stałych spostrzegane, nie przedstawiają teraźniejszości, ale różnoczesną ich przeszłość, o kilka lub kilkanaście lat odległą od chwili ich obserwowania.

Najodleglejsze z możebnych do wyznaczenia dziś gwiazd stałych są następujące:

	paralaksa	Odległość	
		promieni drogi ziemskiej	lat przebiegu światła
Syryjusz	0″,19	1 069 000	17,0
70 Wężownika	0 ,16	1 272 000	20,1
N. 1830 Katalogu Groombridge'a	0 ,12	1 748 000	27,7

220. Aberacyja gwiazd. Powyżéj wspomniane było, że Bradley, astronom zeszłego wieku, w celu znalezienia paralaksy gwiazd stałych mierzył ich zboczenia co sześć miesięcy, aby z różnicy tych zboczeń owę paralaksę wykryć. Użył on do tego celu gwiazdy γ Smoka, górującéj prawie w zenicie jego miejscowości w Anglii, czyniąc przypuszczenia, które na fig. 230-éj można wyrozumiéć.

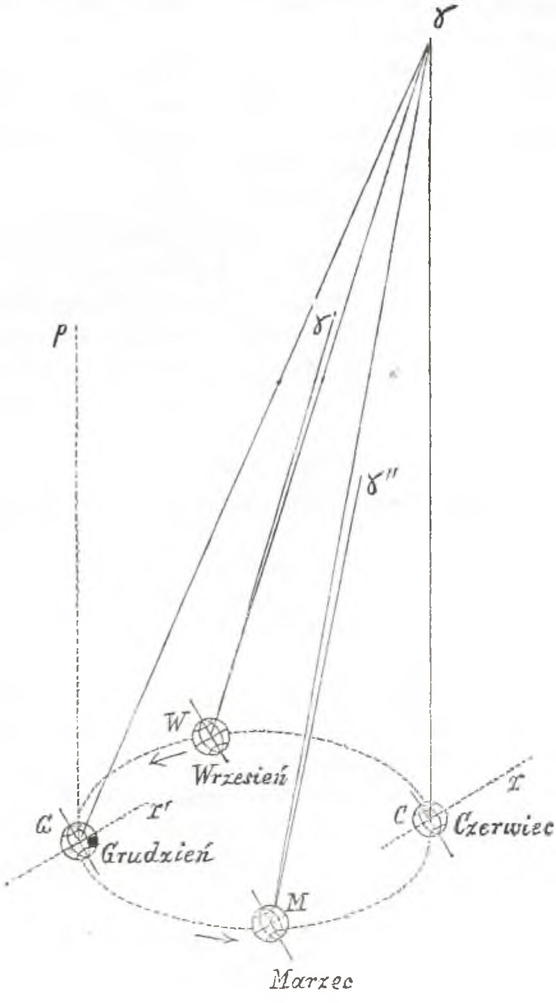


Fig. 230.

Mierząc zboczenie téj gwiazdy w czerwcu, kiedy ziemia znajduje się w punkcie C swéj drogi CWGM, otrzymujemy kąt zboczenia $\gamma C r$; kiedy zaś ziemia dojdzie do punktu G w grudniu, wtedy zboczenie gwiazdy $\gamma G r'$ będzie oczywiście mniejsze o kąt $\gamma G p$ (linija Gp równoległa do $C\gamma$). Kąt ten $\gamma G p = G \gamma C$ jest paralaksą roczną gwiazdy γ. Jeżeli więc paralaksa jest wyznaczalna, zboczenie musiałoby sto-

pniowo zmniejszać się do grudnia; od grudnia zaś wracałoby znowu do pierwotnéj wartości aż do czerwca. W marcu więc i we wrześniu zboczenie byłoby jednakowe. Spostrzeżenia, bardzo ściśle prowadzone, nietylko nie wskazały spodziewanéj różnicy, ale wykryły zupełnie co innego. Zboczenia w grudniu i czerwcu były te same, a we wrześniu zboczenie było o 40″ większe, aniżeli w marcu, t. j. zboczenie od września zmniejszało się aż do marca, potym znów wzrastało aż do września. Jednym słowem, gwiazda we wrześniu W zamiast w punkcie γ widziana była w kierunku Wγ', o 20″ daléj w kierunku biegu ziemi; w marcu zaś widać ją było w punkcie γ'', o 20″ wyprzedzającym położenie jéj również w kierunku biegu ziemi. Bradley znalazł prawdziwy powód tego zjawiska w kombinacyi biegu światła i ruchu ziemi i nazwał je a b e r a c y j ą (czyli z b o c z e n i e m ś w i a t ł a) g w i a z d s t a ł y c h. Zjawisko to objaśnić można następującym sposobem. Gdyby ziemia była w spoczynku zupełnym, wtedy promień światła, od gwiazdy γ (fig. 231) wchodząc do lunety L, padłby na szkło oczne w punkcie o, idąc w kierunku $\gamma p o$, i w tymże prawdziwym kierunku oko spostrzegałoby gwiazdę γ. Ponieważ jednak ziemia w swym ruchu około słońca biegnie około 30 kilometrów na 1 sek. w kierunku $a o$, przeto promień, wpadający do szkła przedmiotowego w punkcie p, wskutek usunięcia się lunety wraz z ziemią nie zdąży paść na punkt o, ale padnie na punkt o', nieco poza kierunkiem ruchu leżący, i oko właściwie zobaczy gwiazdę w kierunku $o'p\gamma'$, wyprzedzającym kierunek prawdziwy względnie do biegu ziemi. Tym sposobem na fig. 230-éj spostrzegamy gwiazdę γ we wrześniu, wyprzedzającą ruch ziemi w kierunku Wγ' i również w marcu w kierunku Mγ''. Aberacyja ta jest ciągła, bo od jednego prawa zależna; na fig. zaś 230-éj z powodu jéj układu i wyboru gwiazdy dała się graficznie wyobrazić tylko dla niektórych miesięcy. [Objaśnienie aberacyi na fig. 231-éj służy tylko do zrozumienia faktu; długość lunety $p o$ nie wpływa na wielkość aberacyi, coby z figury wypadało; zjawisko aberacyi jest wypadkową prędkości światła i prędkości ziemi, niezależną od długości lunety.]

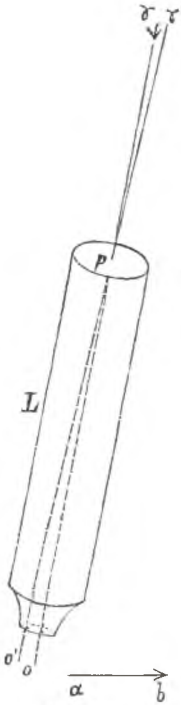


Fig. 231.

Wskutek aberacyi każda gwiazda zakreśla pozornie na niebie elipsę, tymwięcéj spłaszczoną, im gwiazda jest bliższa ekliptyki; na saméj bowiém ekliptyce, jako na płaszczyźnie ruchu ziemi, spłaszczenie to zamienia elipsę na liniją prostą, po któréj gwiazda oscyluje. Połowa osi większéj téj elipsy aberacyjnéj wynosi stale 20″,45. Aberacyja gwiazd, przez Bradley'a wyjaśniona, jest jednym z ważnych dowodów zasad Kopernika, jako

wynik konieczny ruchu obiegowego ziemi. Ponieważ kierunek widzenia gwiazdy, przez aberacyją zmieniony, wynika z kierunków biegu ziemi i światła, przeto, przy znanéj prędkości ziemi, możebne jest obliczenie prędkości światła. Z rachunku takiego wypada, że prędkość światła jest 10 089 razy większa od prędkości ziemi. Ponieważ ziemia obiega swą drogę w ciągu 365,24220 dnia, przeto światło potrzebowałoby na to $\frac{1}{10\,089}$ część tegoż czasu, t. j. 52 minut 8,5 sekundy. Dzieląc to przez 2π, otrzymamy 8 min. 17,8 sek., których światło potrzebuje do przebycia drogi od ziemi do słońca. Ta wartość prędkości światła, z aberacyi gwiazd wyprowadzona, jest bliska wartości 8 min. 13,2 sek., otrzymanéj z zaćmień księżyców Jowisza (us. 191), co dowodzi słuszności wyjaśnienia przez Bradley'a powodu aberacyi.

221. Barwa gwiazd. Większość gwiazd widzialnych gołym okiem posiada barwę białą; mała tylko ich ilość ma barwę czerwonawą różnych odcieni, od żółtego i żółtawo-pomarańczowego do czysto czerwonego. W gwiazdach teleskopowych można widziéć bardzo wiele barw wszelkiego rodzaju, najwięcéj jednak niebieską różnych odcieni.

Do białych gwiazd policzyć można następujące: Syryjusz, Wega (w gwiazdozbiorze Lutni), Deneb w Łabędziu, Regulus (α Lwa), Kłos (α Panny). Odcień żółtawy przebija w gwieździe biegunowéj (α małéj Niedźwiedzicy), w Polluxie (β Bliźniąt), w Procyjonie (α Psa małego). Pomarańczowo-czerwone są: Arkturus (α Wolarza), Aldebaran (α Byka), Beteigeuze (α Oryjona), Antares (α Niedźwiadka).

Niektóre gwiazdy zdają się zmieniać swą barwę peryjodycznie. Do takich należy σ Perseusza, która z czerwonawéj przechodzi w żółtą, białą i znowu staje się czerwoną. Według spostrzeżeń Klein'a, potwierdzonych w O'Gyalla w r. 1881 przez Konkoly'ego, gwiazda α Wielkiéj Niedzwiedzicy podlega w ciągu 54,5 dnia peryjodycznéj zmianie barwy od żółtéj do zielonkowatéj.

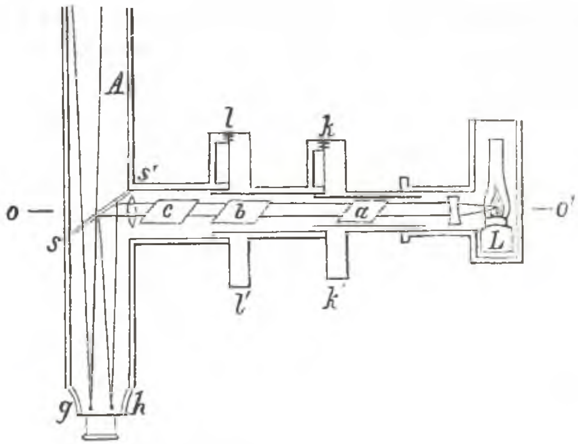
Ocenienie barw gołym okiem jest często trudne i niekażde oko do takiego ocenienia jest usposobione; dlategotéż zmiany, na takim ocenieniu polegające, z ostrożnością przyjmować musimy, zwłaszcza, jeżeli przez wielu spostrzegaczów nie były sprawdzone.

Do gwiazd, których zmiana barwy była uważaną, wypada zaliczyć gwiazdę Syryjusz, dziś zupełnie białą, a która przez starożytnych za czerwoną była uważana.

222. Zmienność blasku gwiazd. Przy powierzchownym przypatrywaniu się, gwiazdy zdają się zawsze zachowywać właściwy sobie stopień blasku. Bliższe ich jednak badanie wskazuje, że wiele z nich zmienia natężenie światła w granicach nieraz kilku przyjętych klas blasku. Zmiany te niekiedy są tak ściśle peryjodyczne, że zgóry naprzód obliczo-

ne być mogą. Do takiego jednak ścisłego oznaczenia nie wystarcza ocenianie gołym okiem; używają się w tym celu przyrządy, zwane fotometrami, których zasada przy różnym wykonaniu szczegółów jest następująca.

W ognisku lunety A tworzy się obraz gwiazdy obserwowanéj *g* (fig. 232) i jednocześnie obraz płomienia lampy L, któréj światło przed



Schemat fotometru.

Fig. 232.

utworzeniem obrazu w punkcie *h* przechodzi przez dwie soczewki i trzy pryzmy polaryzacyjne *a*, *b*, *c*, a następnie odbija się od płaskiego szkła *ss'*, dając w punkcie *h* obraz sztucznéj gwiazdy, t. j. owéj lampy. Pryzmy *a* i *b* mogą obracać się około osi fotometru *oo'* i obrót ten mierzy się stopniami podzielonych kół *kk'*, *ll'*. W ognisku lunety widzimy jednocześnie obraz gwiazdy badanéj i gwiazdy sztucznéj. Ten ostatni zapomocą obrotu koła dzielonego *ll'* daje się przyciemniać aż do zrównania się z blaskiem gwiazdy, a z ilości stopni obrotu *) blask ten się oblicza. Obrót saméj pryzmy *a* zapomocą koła *kk'* zmienia barwę obrazu *h* w porządku barw widma, tak iż ona tym sposobem liczebnie oznaczona być może ilością stopni koła, lub miejscem barwy w widmie, czyli w długością przyjętą fal świetlnych.

---

*) Blask gwiazdy sztucznej zmienia się proporcyjonalnie względem kwadratu dostawy kąta, o który obróciło się koło *ll'*.

Fotometry Zöllner'a i Pickering'a na téj zasadzie są zbudowane.

Mierzenie takimi przyrządami zmiany blasku gwiazd wykryło ważne typy téj zmienności, które pod dwa działy podciągnąć można. Jedne gwiazdy okazują wyraźną peryjodyczność; inne zaś zmieniają blask, nie dając możności rozpoznania jakiegokolwiek okresu. Rozmaitość w tych zmianach jest tak wielka, że nie sposób podciągać znane dodziś gwiazdy zmienne pod jedno ogólne prawo.

Między peryjodycznie zmiennymi zasługują na szczególną uwagę:

1) Mira Ceti (o Wieloryba) znana od XVII wieku. W ciągu 331 dni i 20 godzin przechodzi ona zmiany blasku od 11-éj wielkości aż nieraz do blasku 1-széj wielkości. To jéj maximum jednak niezawsze jest tak świetne; czasem zaledwie 4-éj wielkości dochodzi; w każdym razie widzialna gołym okiem podczas maximum znika późniéj zupełnie i zaledwie silnymi lunetami może być dostrzeżona.

2) Algol (β Perseusza) okazuje jeden z najkrótszych peryjodów. Posiadając blask 3-éj a nawet 2-éj wielkości, trwa w nim przez dni 2 i 12 godzin, poczym w ciągu około $4\frac{1}{2}$ godzin schodzi do 4-éj wielkości i w ciągu takiegoż czasu powraca znowu do zwykłego blasku.

Podobne zmiany natężenia blasku przechodzą: η Orła od 3-éj do 4-éj wielkości w ciągu 7 dni 4 godz. 13 min. 30 sek.; β Lutni, któréj okres zmian od wielkości 3,3 do 4,7 wynoszący 12 dni i 21 godzin przedłuża się stopniowo o 4 sek.; δ Cefeusza zmieniająca bardzo regularnie blask od 3-éj do 4-éj wielkości w ciągu 5 dni 8 godzin 47 minut 39,5 sekundy.

Między zmiennymi bez wyznaczonego okresu najwięcéj interesującą jest η Argusa na półkuli południowéj, która, od XVII wieku, jako gwiazda 4-éj wielkości znana, wzrastała w blasku tak, że w r. 1838 doszła do 1-széj wielkości, potym nieco osłabła, a w r. 1843 znowu wyrównywała Syryjuszowi; od r. 1868 zaś już jako gwiazda 6-éj wielkości dodziś z trudnością gołym okiem może być dostrzeżona.

223. Gwiazdy nowe. Gwiazdami nowymi nazywamy te, które pokazywały się w miejscach, gdzie ich poprzednio nie widziano wcale. Są to według wszelkiego prawdopodobieństwa gwiazdy istniejące, choć z powodu małości niewidzialne, na których pewne procesy fizyczne lub chemiczne, bliżéj nieznane, wytworzyły silniejsze światło. Takich gwiazd, zjawiających się jako nowe, kilkanaście można naliczyć w czasach historycznych; od wieku XVII opisywano je dokładniéj.

Tycho de Brache w r. 1572 dostrzegł taką nową gwiazdę w konstelacyi Kasyjopei; dochodziła ona blasku Syryjusza i prawieże po rocznym trwaniu znikła dla gołego oka.

W r. 1604 Jan Brunowski, uczeń Keppler'a, dostrzegł nową gwiazdę w gwiazdozbiorze Wężownika. Według opisów Fabricius'a i Kep-

pler'a przewyższała ona blaskiem gwiazdy piérwszéj wielkości i po półtora roku słabnięcia światła całkiem znikła.

Jedną z najciekawszych w XIX wieku była gwiazda w gwiazdozbiorze Korony, znana jako mała 9,5 wielkości, która w maju r. 1866 naraz wzrosła do 2-éj wielkości. Blask ten trwał tylko kilka dni, poczym gwiazda gasła stopniowo, spadszy po roku do dawnego blasku 9-éj wielkości.

W r. 1876 w listopadzie nowa gwiazda zjawiła się w gwiazdozbiorze Łabędzia; była 3-éj wielkości i wkrótce słabnąć zaczęła, a po paru tygodniach już tylko dostrzegana być mogła przez lunety; w roku 1878 zeszła do 11-éj wielkości, a dziś zaledwie w największych teleskopach dostrzéc ją można.

Ostatnią nową gwiazdę dostrzegł w sierpniu roku 1885 Hartwig w mgławicy Andromedy; była ona 7-éj wielkości, ale już w połowie września zeszła do 9-éj wielkości, zmniejszając się ciągle stopniowo.

224. Powody zmienności blasku gwiazd. Powody zmienności blasku gwiazd mogą być bardzo rozmaite—i choć stanowczo niewszystkie są nam znane, jednak mamy prawo domyślać się ich, opiérając się na faktach zaczerpniętych z układu słonecznego.

W gwiazdach o zmienności peryjodycznéj, jednostajnéj najprawdopodobniejsze tłomaczenie polega na przypuszczeniu niejednostajnego oświetlenia powierzchni ciała świécącego. Zjawiska analogiczne z plamami słonecznymi, zgromadzone na jednéj półkuli lub na jakiejś części powierzchni, przy obrocie ciała świécącego muszą wytwarzać zmianę blasku peryjodyczną. Gdyby słońce nasze było widziane z odległości gwiazd stałych, przedstawiłoby się jako gwiazda zmienna z okresem jedenastoletnim, odpowiadającym maximom i minimom plam, pośród którego dostrzeżonoby jeszcze drugorzędne zmiany światła, spowodowane nagromadzeniem się plam na jednéj lub drugiéj półkuli, i te zbliżałyby się do okresu 25-dniowego obrotu słońca.

Zmienność Algola i kilku jeszcze innych gwiazd tegoż samego typu nie da się tym sposobem objaśnić. Ich blask jednostajny trwa przez czas dłuższy i naraz szybko się zmniejsza, a to zmniejszenie trwa krótko, ustępując miejsca zwykłemu światłu — tak, jakby niewidoczne, ciemne, inne ciało sprawiało chwilowe zaćmienie. Takie przypuszczenie jest bardzo prawdopodobne i przyjąwszy istnienie takiego ciała, będącego niejako planetą głównéj gwiazdy, obiegającą ją dokoła, z łatwością można sobie wyobrazić jéj zaćmienie częściowe, podobne do zaćmienia cząstkowego słońca. Pickering obrachował dla Algola wielkość takiego satelity; średnica jego winnaby mieć $\frac{3}{4}$ średnicy Algola dla przytłumienia jego świa-

tła do stopnia odpowiedniego spostrzeżeniom. Czas obiegu byłby oczywiście równym okresowi zmienności, który ściśle wynosi dni 2 godz. 20 i minut 49.

Nakoniec przyczyny, wywołujące tak zwane nowe gwiazdy, wobec ostatnich spostrzeżeń nie ograniczają się na samych przypuszczeniach. Widma nowéj gwiazdy w Koronie r. 1866 i nowéj w Łabędziu r. 1876 przedstawiały oznaki widma ciągłego z absorbcyjnymi ciemnymi smugami, a na nich dostrzegano wyraźne jasne prążki wodoru rozpalonego, podobnie jak w wyskokach słonecznych. Oznaki te nie pozostawiają wątpliwości, że nagłe wzmożenie się światła tych gwiazd pochodziło od wybuchów gazu wodoru z ciała stałego, rozpalonego i stygnącego, lub zasłoniętego warstwą atmosfery, wytwarzającéj smugi absorbcyjne. Widmo nowéj gwiazdy r. 1885 było ciągłe, ale słabość światła nie dozwoliła zbadać go ściśléj.

Inne zmiany blasku gwiazd mogą mieć powody w nieznanych nam procesach fizycznych, odbywających się na powierzchni tych światów, tak iż wszelkie domysły są tylko bezużytecznymi przypuszczeniami.

225. Gwiazdy podwójne czyli złożone. Wiele gwiazd, przedstawiających się dla zwykłego wzroku jako pojedyncze, w lunetach okazują się złożonymi z dwu lub więcéj gwiazd, bardzo blisko siebie leżących. Niektóre nawet słabymi lunetami na dwie się rozkładają; inne potrzebują na to silnych teleskopów. Tak gwiazda ε Lutni na zachód od głównéj, Wegi (α Lutni), gołym okiem dostrzegalna, przez zwykłą już lornetkę okazuje się z dwu gwiazd złożoną; silną jednak lunetą można dostrzéc, że każda z nich jeszcze na dwie rozłożyć się daje. Gwiazd takich bardzo wiele na niebie znaléść można. Barwy ich są różne; wszystkie prawie odcienie widma można znaléść pośród gwiazd podwójnych i zwykle gwiazda główna jest innéj barwy aniżeli towarzysząca. Tak gwiazda β Łabędzia składa się z żółtéj i niebieskiéj, 70 p. Wężownika żółtéj i różowéj, σ Herkulesa z białéj i zielonéj, w gwieździe 44 Wolarza jedna jest biała, druga popielata, gwiazda biegunowa składa się z dwu, żółtawéj i niebieskawéj. Podobne barwy, t. j. żółtawą i niebieskawą, posiadają dwie gwiazdy, składające gwiazdę N. 2436 kat. Struve'go (w gw. Ciołka Poniatowskiego). Jednostajne barwy obu gwiazd również zdarzają się: w ς Wolarza obie są białe, w 61 Łabędzia obie żółte, w ς Wodnika obie zielone i t. d.

Piérwsi ich spostrzegacze, Michell w Anglii, Mayer w Mannheimie, a szczególniéj W. Herschel, mimo wielkiéj ilości obserwowanych takich gwiazd, nie umieli im nadać właściwego znaczenia. Herschel, szukając paralaksy gwiazd sposobem, przez Galileusza wskazanym, sądził, że ma do czynienia z gwiazdami pozornie bliskimi, t. j. na jednym prawie

promieniu widzenia, choć w różnych odległościach, leżącymi. Późniéj jednak, notując ich pozycyje wzajemne, przekonał się, że w większéj ilości wypadków takie podwójne gwiazdy są ciałami, złączonymi z sobą stale, t. j. obiegającymi jedne około drugich, a właściwie około spólnego środka ciężkości, i stanowią układy, podobne do układu słonecznego. To przeświadczenie zachęciło astronomów do bliższego badania światów, do owego czasu całkiem nieznanych. W. Struve z Dorpatu w wielkim swym dziele z r. 1837 o gwiazdach podwójnych pomieścił miary ich położeń, odnoszące się do 3000 układów. Niektóre układy zawierają w sobie po 3, 4 i 5 gwiazd. Dalsze pomiary Mädler'a, Dembowskiego *), Engelmann'a, Kaiser'a, Dunér'a, Burnham'a i wielu innych stanowią ogromny materyjał w tym przedmiocie, nieznanym zupełnie w starożytności.

Dla oznaczenia względnego położenia gwiazd podwójnych, mierzy się kąt pozycyi, jaki linija, łącząca dwie gwiazdy, AB (fig. 233), tworzy ze śladem koła godzinnego NS, uważany od północy N przez wschód O, t. j. łuk NOB, i odległość w sekundach łuku AB. Zestawiając takie miary z wielu lat i przyjmując gwiazdę A jako nieruchomą (fig. 234), otrzymujemy względne położenia gwiazdy B w różnych latach jako B, B', B'', B''', i t. d., które połączone liniją krzywą dają na sklepieniu nieba rzut drogi gwiazdy B, wobec gwiazdy A uważanéj za nieruchomą.

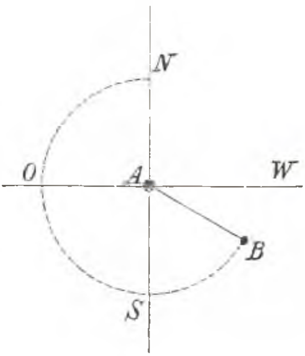


Fig. 233.

Jeżeli gwiazdy takie tylko optycznie, to jest pozornie tylko, są złączone, nie tworząc układu, to często widzimy posuwanie się jednéj w kierunku linii prostéj, co stanowi ruch jéj własny, nie związany fizycznie z gwiazdą główną, jak np. na figurze 235-éj, na któréj cztéry pozycyje kolejne gwiazdy: B, B', B'', B''' wykazują ruch własny B B''', odbywający się po linii prostéj, niezależnie od gwiazdy A.

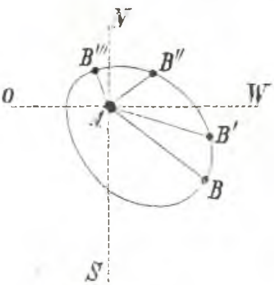


Fig. 234.

Z rozważenia wielkich ilości gwiazd fizycznie złączonych przekonano się, że one

*) Spostrzeżenia Dembowskiego, czynione w Neapolu i Gallarate, są zestawione w dziele, wydanym nakładem akademii dei Lincei przez O. Struve'go i Schiaparelli'ego: *Misure micrometriche di stelle doppie e multiple, fatte negli anni* 1852 — 1872 *dal* barone Ercole Dembowski (Rzym, 1883).

stanowią układy słońc, podległe zupełnie prawom Keppler'a, że jedne około drugich obiegają po elipsach, utrzymując się na nich siłą wzajemnego przyciągania, podobnie jak planety około słońca, z tą tylko różnicą, że masy ich, nie tak różne jak masy planet i słońca, więcéj uwydatniają środek ciężkości układów, około którego oba słońca obiegają, tworząc dla siebie dwie drogi eliptyczne — kiedy w układzie słonecznym ten środek ciężkości zawsze wewnątrz kuli słonecznéj się mieści i słońce względem układu stałe zajmuje stanowisko.

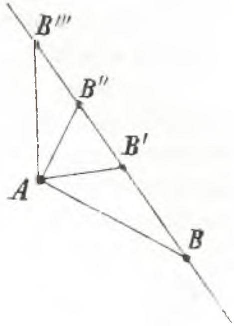


Fig. 235.

Jako przykład takiego obiegu może służyć droga pozorna gwiazdy 70 p. Wężownika (fig. 236). Położenie jéj na r. 1880 było

$$\alpha = 17 \text{ g. } 59 \text{ m. } 23 \text{ s.}; \quad \delta = +2^0\, 32'.$$

Główna gwiazda jest 4-éj wielkości, żółta, towarzysz zaś 6-éj wielkości, barwy różowéj. Na figurze oznaczone są główne pozycyje latami ich miar, od roku

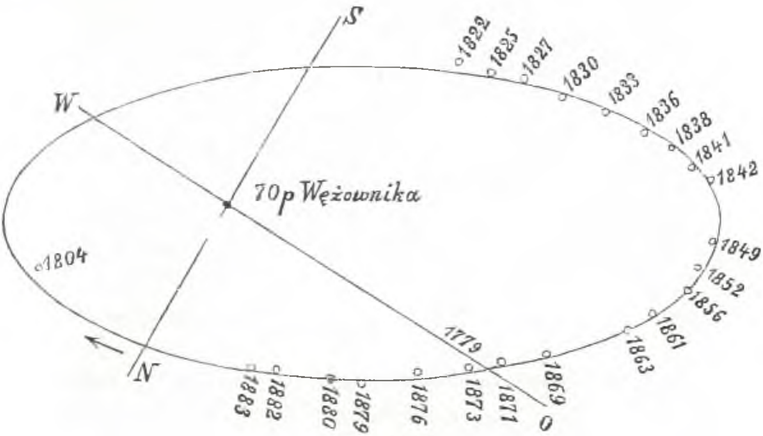


Fig. 236.

1779 do roku 1883, tak jak się w rzucie na sklepieniu nieba przedstawiały. Z tych przeszło 100-letnich spostrzeżeń obliczone elementy drogi prawdziwéj podług Flammarion'a są *):

$$T = 1807{,}9; \quad \pi = 293^0{,}5; \quad \Omega = 122^0{,}0; \quad i = 62^0{,}1; \quad e = 0{,}385;$$
$$\text{połowa osi większej } a = 4'',88; \quad \text{czas obiegu} = 92{,}77 \text{ lat.}$$

*) Elementy te gwiazd podwójnych należy rozumieć odniesione do płaszczyzny stycznéj do pozornéj kuli niebieskiéj w punkcie gwiazdy podwójnéj.

Ponieważ paralaksa tej gwiazdy równa jest 0″,168, a więc odległość jej od słońca = 1 400 000 promieni drogi ziemskiej, przeto łatwo obliczyć, że dwie gwiazdy obiegają od siebie w odległości (4″,88) równej 580 milijonom mil, t. j. prawie w odległości Neptuna od słońca. Prędkość towarzysza na jego drodze wypadłaby 8,8 kilometra na 1 sek.

Układy podobne gwiazd podwójnych różnią się bardzo od siebie pod względem czasów obiegu. I tak, gdy czas obiegu towarzysza gwiazdy 42 w Warkoczu Bereniki wynosi lat 25,7, to np. towarzysz δ Łabędzia 415 lat potrzebuje, aby swą drogę ukończyć. — Obiegu niektórych zaledwie domyślać się możemy z małych zmian, w ich położeniu dostrzeganych. Jednę z takich gwiazd ς wielkiej Niedźwiedzicy, zwaną Mizar (drugą w ogonie wielkiej Niedźwiedzicy), przedstawia fig. 237-ma. Położenie jej w r. 1880 było

$$\alpha = 13 \text{ g. } 19 \text{ m. } 5 \text{ s.}; \quad \delta = +55^0\, 33',$$

blask 2,5 i 4, obie białe. Towarzysz jej dalszy, Alkor, optycznie tylko zdaje się być połączony, to jest nie należy do układu; odległy o 11′ 30″ nawet gołym okiem może być dostrzeżony. Towarzysz zaś bliższy, o 14″ odległy (B), przez ciąg 122 lat obserwacyj zaledwie o kilka stopni od pierwotnego położenia się oddalił. Wnosząc z tej małej cząstki drogi, należy przypuszczać ogromny okres obiegu, około 18 000 lat wynoszący. Drobne gwiazdki widoczne w polu teleskopu między Mizarem i Alkorem nie należą fizycznie do układu.—

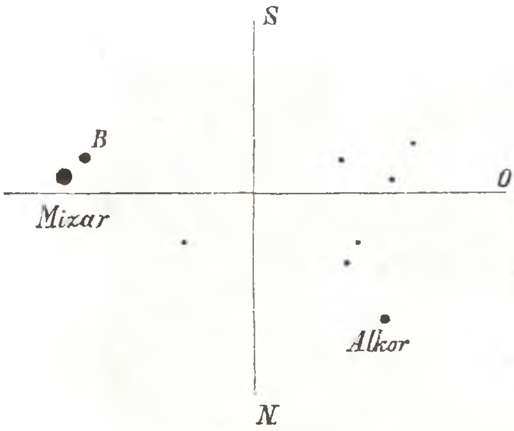


Fig. 237.

Pośród gwiazd podwójnych znajduje się parę szczególnych, których podwójność istniała w domysłach, zanim obserwacyją stwierdzona została. Taką gwiazdą jest Syryjusz, którego ruch własny niejednostajny, ale peryjodycznie zmienny, zwrócił dawno uwagę Bessel'a i prowadził go do przypuszczenia, że ten ruch własny jest obiegiem około drugiej gwiazdy ciemnej, więc niewidocznej, ale posiadającej odpowiednią masę. Przypuszczenie Bessel'a dopiero późno po jego śmierci zostało sprawdzone. W r. 1862 Clark w Ameryce znalazł obok Syryjusza w odległości 10″ małą gwiazdkę 9-ej wielkości, która rachunkiem Bessel'a była przewidziana. Według rachunku Auwers'a, czas jej obiegu wynosi lat 49,39,

a połowa osi drogi 2″,33. Ponieważ paralaksa Syryjusza oznaczona została na 0″,19, przeto z tych danych według praw Keppler'a wypada, że masa Syryjusza wynosi 13,8, masa zaś towarzysza 6,7 masy naszego słońca, a odległość obu ciał 37 promieni drogi ziemskiéj, t. j. 740 milijonów mil, czyli o 140 milijonów mil więcéj, aniżeli odległość Neptuna.

Drugą gwiazdą, mającą podobny ruch własny zmienny, jest Procyjon (α małego Psa). I przy niéj należy przypuszczać istnienie ciała ciemnego, siłą swéj grawitacyi sprawiającego ten ruch szczególny. Dotychczas jednak nie dostrzeżono przy nim żadnéj gwiazdy, odpowiadającéj warunkom takiego ruchu. —

Do «gwiazd podwójnych» włączają także, ze względu na mechaniczny związek, układy złożone z więcéj niż z dwu gwiazd, choć niekiedy wyróżniają je, jako «gwiazdy wielokrotne» (stellae multiplices). Jeden z takich układów stanowi potrójna gwiazda ς Raka, złożona z trzech gwiazd, obiegających elipsy około spólnego środka ciężkości. Przykład gwiazdy poczwórnéj przedstawia ε Lutni, wyżéj wspomniana, złożona z cztérech gwiazd po dwie fizycznie z sobą związanych; pary te również



Gromada gwiazd w gwiazdozbiorze Tarczy Sobieskiego (według Lamont'a, r. 1838).

Fig. 238.

z sobą stanowią jeden układ, ale stosunkowo krótki czas spostrzeżeń nie pozwala jeszcze z całą ścisłością warunków ruchu téj całości oznaczyć.

226. Gromadki gwiazd. Zebrania w pewnych miejscach większéj ilości gwiazd zowią g r o m a d k a m i. Niektóre z nich, gołym okiem dostrzegalne, znane były dawno. Do takich należą Plejady w gwiazdozbiorze Byka, zwane przez lud Babkami. W gwiazdozbiorze Raka znajduje się podobna grupa gęsto ułożonych gwiazd, zwana «Praesepe». Obok głównéj gwiazdy Byka, Aldebarana, również znajduje się kilkanaście gwiazd skupionych, zwanych Hyjadami. Daleko więcéj podobnych gromadek można dostrzéc zapomocą lunet. Gwiazdy w nich są tak gęsto na małych przestrzeniach zebrane, że przez mniejsze lunety widziane przedstawiają się jako chmurki, słabo świécące; dopiéro większe teleskopy wykrywają w nich pojedyńcze gwiazdy.

Gromadka gwiazd w konstelacyi Tarczy Sobieskiego, na fig. 238-éj wyobrażona, przedstawia gęste skupienie, w którym jednak silną lunetą każdą pojedyńczą gwiazdę można rozpoznać. Więcéj zbitą masę przedstawia gromadka w gwiazdozbiorze Herkulesa (fig. 239); w średnich lunetach wygląda ona jak chmurka mglista, wielkie tylko teleskopy pokazują ją tak, jak się na figurze przedstawia. —



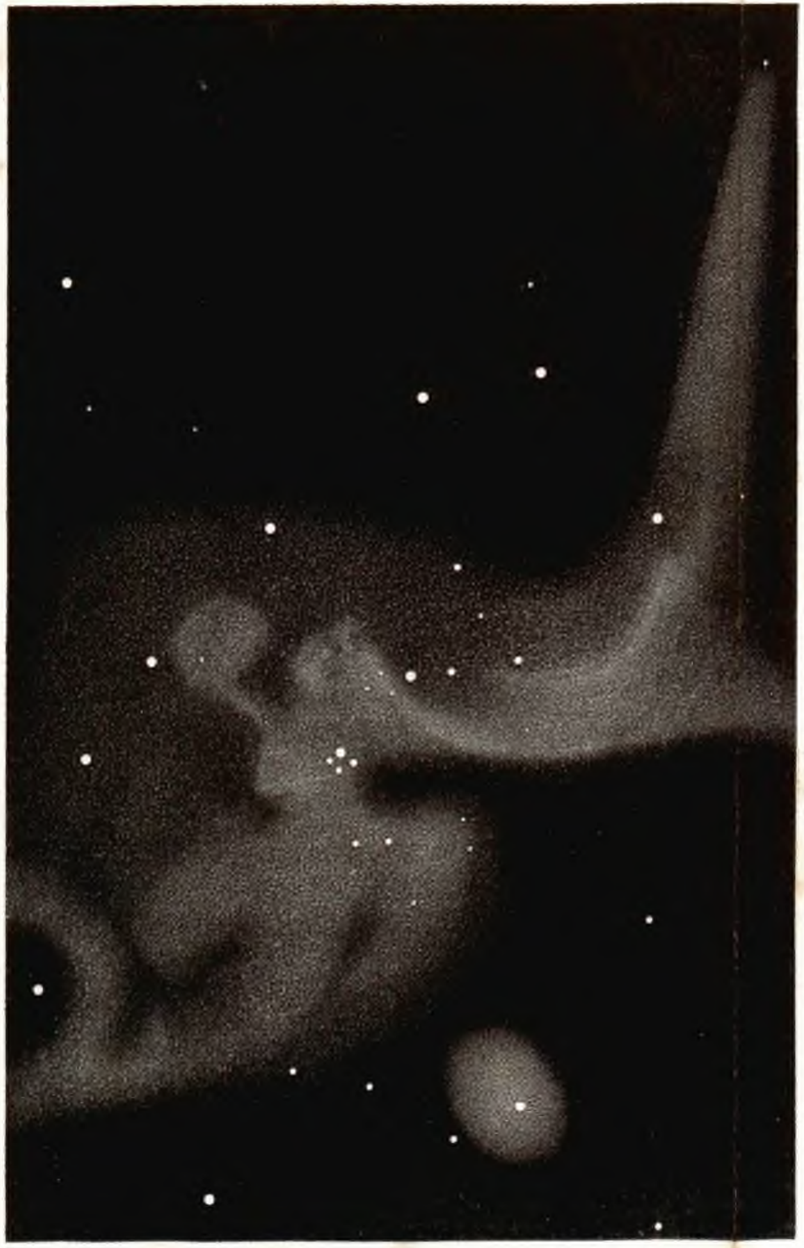
Gromada gwiazd w gwiazdozbiorze Herkulesa.

Fig. 239.

Znajdują się nakoniec i takie skupienia, w których nawet silne teleskopy nie są w możności pojedyńczych gwiazd dokładnie wyróżnić. Tego rodzaju utwory stanowią pod względem zewnętrznego wyglądu przejście do tak zwanych mgławic.

227. Mgławice. Łączność mgławic z gromadkami gwiazd jest tylko pozorna, oparta na podobieństwie zewnętrznym. Jak jedne tak i drugie często w teleskopach przedstawiają się jako plamy mgliste, w środku nieraz jaśniejsze, a często o konturach całkiem nieregularnych. Niektóre z nich w silnych teleskopach przedstawiają się jako pojedyńcze blisko skupione gwiazdy; inne zaś, mimo najsilniejszych powiększeń, pozostają w postaci mgły, czyniąc wrażenie mas gazowych, tak iż właściwie sam teleskop nie jest w stanie dać pojęcia o ich naturze.

Mgławice, przedstawiające się wogóle jako masy gazowe, bardzo rzadko dadzą się spostrzegać gołym okiem; po większéj części są to utwory wyłącznie teleskopowe. Niektóre tylko stanowią wyjątek i do takich należy mgławica Andromedy o postaci podłużnego wrzeciona, znana od



A. MGŁAWICA ORYJONA WEDŁUG DE VICO R. 1839.



B. MGŁAWICA W GW. PSÓW GOŃCZYCH.



E. MGŁAWICA W GW. PSÓW GOŃCZYCH.



D. MGŁAWICA W GW. PANNY.



C. MGŁAWICA W GW. LUTNI.

roku 1612, daléj mgławica Oryjona, poniżéj tak zwanéj Przepaski Oryjona leżąca, odkryta w roku 1619 zaraz po wynalezieniu lunet, również gołym okiem dostrzegalna (Tab. X, A). Kontury jéj w wielu miejscach nie są ściśle określone, blask coraz słabszy mas mglistych gubi się nieznacznie na tle nieba, przy brzegach szczególniéj rozsiane są gwiazdy stałe, między którymi odznacza się w pośrodku grupa cztérech jasnych gwiazd, zwanych Trapezem Oryjona, i dwu mniejszych, fizycznie z układem trapezu związanych.

W. Herschel swym wielkim teleskopem odkrył około 2000 mgławic. Następnie w początkach wieku bieżącego J. Herschel, a następnie Rosse, Lassel, d'Arrest, Schönfeld i inni doprowadzili ilość ich do 6000 prawie.

Podział naturalny mgławic jest trudny. Herschel dzielił je pierwiastkowo na świetne, słabe, bardzo słabe, planetarne (okrągłe plamki podobne do planet) i wielkie nieregularne. Ponieważ od siły teleskopu zależy widok mgławic, przeto klasyfikacyja ta jest bardzo względna i daleko naturalniéj dzielić je na posiadające postaci regularne i nieregularne. Do piérwszych należą okrągłe, eliptyczne, pierścieniowate i spiralne; do drugich masy mgliste, nie dające się określić pod względem postaci.

Wielkość mgławic jest bardzo różna. Niektóre przedstawiają się jako plamki mgliste, zaledwie parę sekund łuku w średnicy mające; zowią je planetarnymi z powodu zewnętrznego podobieństwa; wyglądają tak jak mniejsza z mgławic, przedstawionych na Tab. X, B; niekiedy w środku takiéj plamki znajdujemy zgęszczenie błyszczące lub wyraźną gwiazdkę. Inne znowu jak większa mgławica na Tab. X, B, przedstawiają pierścień mniéj lub więcéj jednostajny, otaczający okrągłą plamę mglistą. Czysto pierścieniowatą postać przedstawia mgławica w Lutni (Tab. X, C); jest ona dość jasna i zapomocą średnich lunet może być dostrzeżona; postać pierścienia jest nieco owalna. Tak jednostajnie pierścieniowatych mgławic zaledwie 12 jest znanych. Planetarnych około 80. Ilość eliptycznych i wrzecionowatych jest daleko znaczniejsza.

Obok tych postaci regularnych nierzadko dają się spostrzegać pośród mgławic postaci spiralne, przykłady takich mgławic przedstawione są na Tab. X, D i E, tak jak się wydają w największych tegoczesnych teleskopach. —

Podobnie jak pośród gwiazd stałych, tak i między mgławicami znajdujemy układy podwójne, potrójne i nawet jeszcze więcéj złożone. Również i zmienność blasku ich została dla niektórych dowiedziona. — Szczególna zmiana zaszła we wspomnianéj powyżéj mgławicy Andromedy w sierpniu r. 1885. Jasny jéj środek około nowéj gwiazdy, przez Hartwig'a dostrzeżonéj (str. 376), widocznie zbladł jednocześnie z pojawieniem się nowéj gwiazdy. Hartwig, porównywając opisy téj mgławicy

z wieku XVII, przypuszcza, że zmiana ta wtedy, podobnie jak dzisia miała miejsce i że jest w związku z rozpaleniem się nowéj gwiazd Może ona zależéć od nowego rozgrzania zagęszczających się gazów, widn bowiém ciągłe środka mgławicy bez możności rozebrania jéj na gwiazd wskazywałoby na niską temperaturę gazów. Przy tym przypuszczen należałoby się spodziewać, po zgaśnięciu wybuchu na nowéj gwieździ również ostygnięcia zgęszczonych gazów i uwydatnienia znowu środl zgęszczonego mgławicy. —

Ruchy mgławic złożonych są stosunkowo do gwiazd bardzo ma znane, bo zaledwie w kilkunastu podwójnych mgławicach zdołano dostrzéc. Najpewniéj zbadaną jest mgławica podwójna w Bliźniętac od r. 1827 do r. 1865 wzajemne położenie tych dwu mgławic zmieniło s o 13° prawie, a odległość zmniejszyła się o 23″. Mają one podobieństw do gwiazd podwójnych, przedstawiając dwie części, wzajem się przyci gające.

Co się tyczy paralaksy mgławic, a więc odległości ich, o tych d tychczas nie można nic stanowszego powiedziéć. —

Ogromna ilość gromadek gwiazd zaledwie pozwoliła dla małéj i części oznaczyć ścisłe pozycyje gwiazd, je składających; ruch ich wi względny nie tak prędko jeszcze da się wykryć. Toż samo można powi dziéć i o ruchu własnym mgławic; piérwsze pozycyje ich dopiéro w p czątkach tego wieku zostały pooznaczane, a wskutek tego długiego jeszc czasu potrzeba, aby zmiany w pozycyjach dały się dostrzéc.

Dotychczas zaledwie zdołano sobie zdać sprawę z ich ogólnego ro mieszczenia. Okazuje się mianowicie, że gromadki gwiazd zwiększają s co do ilości wmiarę zbliżania się do drogi mlecznéj, taksamo jak drobn gwiazdy teleskopowe, kiedy mgławice w téj okolicy są najrzadsze; max mum zagęszczenia mgławic przypada zdaleka od drogi mlecznéj, a mia nowicie w gwiazdozbiorze Panny, około punktu mającego $\alpha = 12$ godzi $\delta = +20°$.

228. Rozbiór widmowy gwiazd i mgławic. Do czasu odkryci metody badania światła zapomocą przyrządu widmowego pojęcia o gwia zdach stałych ograniczały się do wyżéj przytoczonych danych o ich ru chach i odległości. Rozbiór widmowy dopiéro, odkrywając stan fizyczn słońca, pozwolił zarówno i co do gwiazd poznać najgłówniejsze podstaw tego stanu. Badanie widm gwiazd stanowi jedno z najtrudniejszych za dań astrognozyi: słabe względnie ich światło wymaga silnego skoncentr wania go zapomocą wielkich szkieł przedmiotowych (objektyw) lune a stąd dostępne jest tylko instytucyjom, posiadającym bardzo wielki refraktory.

Rozmaitość tych widm skłoniła Secchi'ego do przyjęcia w nich cztérech różnych typów.

Do typu piérwszego należą gwiazdy białéj najczęściéj barwy, przedstawiające na ciągłym widmie bardzo delikatne prążki metalów, pośród których znajdują się szerokie ciemne pręgi wodoru. Wnosząc ze znanych praw tworzenia się prążek absorbcyjnych, musimy przyjąć, że ciała te znajdują się w wysokim stanie rozpalenia, otoczone atmosferą, również wysoką temperaturę posiadającą, przeważnie z wodoru złożoną. Do tego typu należą następujące gwiazdy: Syryjusz, Wega (α Luni), Regulus (α Lwa) i wiele innych. Wszystkie one są białe i widma ich prawie się od siebie nie różnią. Jako przykład widma tego typu może służyć widmo Syryjusza na Tab. IV fig. 4.

Drugi typ obejmuje gwiazdy żółte, jak: Aldebaran (α Byka), Arkturus (α Wolarza) (Tab. IV fig. 5), Capella (α Woźnicy), gwiazda polarna (α Małéj Niedźw.). Widmo tych gwiazd nie różni się niczym prawie od widma naszego słońca; fizyczny więc stan tych gwiazd, ich atmosfera i temperatura muszą być najwięcéj do stanu słońca zbliżone.

Trzeci typ widma różni się zupełnie od poprzednich, przedstawiając liczne ciemne smugi ostro zakończone od fijoletowego końca, a stopniowo rozjaśniające się od czerwonego. Pośród nich rozpoznać można prążki absorbcyjne wąskie, zdradzające obecność magnezu, żelaza i sodu. Podobne widmo właściwe jest najczęściéj gwiazdom czerwonym i zmiennym i pozwala wnioskować, że te ciała daleko niższą temperaturę posiadają i że absorbcyja światła silniéj się na nich odbywa. Przypuszczenie to jest w zupełnéj zgodzie ze zmiennością blasku gwiazd czerwonych; przy niższéj ich bowiém temperaturze łatwiéj zagęszczenia tworzyć się mogą, usprawiedliwiając czasowe lub peryjodyczne osłabienie światła. Do tego typu zaliczają się gwiazdy: α Herkulesa (Tab. IV fig. 6), α Oryjona, β Pegaza i t. d.

W czwartym typie Secchi pomieszcza małą ilość gwiazd słabych, najczęściéj czerwonych, w których widmie podobne smugi, jak w typie trzecim, odwrotnie są ułożone, t. j. ostro zakończone od strony czerwonéj. Widmo takie Vogel uważa za widmo węglowodorów i z tego powodu uważa oba ostatnie typy za jeden typ ciał stosunkowo więcéj stygnących, skoro już na nich związki węglowodorowe tworzyć się mogą. Przykład podobnego rodzaju widm przedstawia widmo gwiazdy N. 152 katalogu Schjellerup'a (Tab. IV fig. 7).

Nakoniec znajdują się gwiazdy, których nie podobna jest ściśle podciągnąć pod tę klasyfikacyją. I tak w gwieździe β Lutni (zmiennéj), oprócz prążek piérwszego typu, spotykamy jeszcze prążki błyszczące zwykłych wodorowych wyskoków słonecznych. Widać, że na niéj masy

rozżarzonego wodoru muszą być znaczne, skoro na widmie ciągłym pozwalają dostrzéc prążki jasne.

Te spostrzeżenia widmowe rozjaśniają nam znacznie naturę gwiazd stałych, które słusznie za słońca podobne do naszego uważać możemy. —

Równie wielką usługę oddał przyrząd widmowy w rozpoznaniu natury mgławic. Widzieliśmy powyżéj, że w utworach tych najsilniejsze teleskopy nie są często w stanie odróżnić mgławic od gromadek gwiazd. Rozróżnienie to dało się dopiéro uskutecznić przyrządem spektralnym. Huggins, badając wiele mgławic, przekonał się, że niektóre z nich dają w widmie prążki rozpalonych gazów; inne zaś dają widmo ciągłe ciał rozpalonych stałych. Te ostatnie więc, mimo pozoru gazowego, są tylko gromadkami gwiazd tak drobnych i skupionych, że teleskop nie jest w stanie ich uwydatnić. Z badanych 57 mgławic 38 okazało się skupieniem gwiazd, 19 przedstawiło się jako masy gazowe, w których głównie znajduje się wodór, a podług Vogel'a niekiedy i azot. Do gazowych mgławic należy wielka mgławica Oryjona (Tab. X, A), jedna mgławica w Smoku (katalog J. Herschel'a, IV, 37), któréj widmo przedstawia Tab. IV fig. 8, pierścieniowata mgławica w Lutni (Tab. X, C), jedna mgławica w gw. Wodnika i t. d.

Słabe światło niektórych mgławic trudnym czyni badanie ich widm i dlatego stosunkowo niewielka ich ilość dotychczas została pod tym względem określona.

229. Wnioski o naturze układu gwiazdowego. Przytoczone dane o gwiazdach stałych są zdobyczami nauki ostatnich stu lat i nie można wymagać, aby one były wystarczające do zdania sobie dokładnéj sprawy o tym ogromie, nieskończenie przewyższającym cały nasz układ słoneczny. Są one dopiéro podstawami do wniosków i wskazówkami kierunku prac dalszych, mających służyć do rozjaśnienia może nigdy niedościgłego budowy ogólnéj téj trudnéj do objęcia całości. Wnioski, jakie z tych danych wyprowadzić możemy bez wdawania się w nieuzasadnione faktami przypuszczenia, można streścić w następujących punktach.

1) Gwiazdy tak zwane stałe są słońcami, podobnymi do naszego słońca, obdarzonymi ruchem, tak jak wszystkie ciała niebieskie, wszechświat składające. Są one w różnym stanie rozpalenia i podlegają procesom fizycznym, podobnym do tych, jakie na słońcu spostrzegamy.

2) Gwiazdy tak zwane nowe (us. 223) nie są prawdopodobnie utworami nowo powstającymi; jako istniejące dawno stają się one tylko łatwiéj widzialne z powodu procesów fizycznych, odbywających się na nich, analogicznych z wybuchami wodorowymi na słońcu.

3) Mgławice przedstawiają często prawdziwe zbiorowiska gazów rozżarzonych, podobnych do tych, jakie na ziemi znamy.

4) Gromadki gwiazd w ścisłym znaczeniu, a więc z włączeniem do nich tych mgławic, które, choć nierozdzielone na gwiazdy, dają jednak widma ciągłe gwiazd, przedstawiają układy gwiazdowe, mechanicznymi prawami związane, jak to wnosić możemy z ruchu własnego, nieraz spólnego całym grupom.

5) Tworzenie się prawdziwych gwiazd nowych, niedostrzegalne w krótkich okresach czasu, nie jest wcale nieprawdopodobne, jeżeli to tworzenie odniesiemy do czasu dłuższego. Materyjałem do tego tworzenia się są prawdopodobnie mgławice gazowe, a bezpośrednim czynnikiem zagęszczenie, wywołane przez utratę ciepła. W wielu nieregularnych mgławicach daje się spostrzegać szczególne rozmieszczenie gwiazd, im towarzyszących. Znajdują się one najwięcéj po brzegach lub w przerwach materyi mgławicowéj, tak jakby z jéj zgęszczenia powstały, pozostawiając wokoło próżnią po ściągnięciu jéj cząstek ku sobie, jako środkowi koncentracyi.. Próżne miejsca około wielu mgławic zauważył już Herschel przy przeglądaniu całego nieba. Proctor w ostatnich czasach także na tę okoliczność zwrócił uwagę. Wobec rezultatów rozbioru widmowego nie jest niemożebne przypuszczenie, że mgławice są pierwotnym materyjałem światów i że wskutek ich zagęszczenia i zmniejszania objętości powstawać mogą gwiazdy rozpalone stałe, t. j. nowe słońca, choć krótki czas badań, stosunkowo do tak wielkich przemian, jeszcze nie dozwolił stwierdzić tego przypuszczenia.

6) Prawdopodobnie prócz ciał widzialnych, rozpalonych, znajdują się pośród gwiazd i ciała ciemne, których nie spostrzegamy, a których obecność zdradza się albo zmiennością peryjodyczną gwiazd świecących, albo wpływem grawitacyi na te ostatnie, sprawiającym ruch ich szczególny, jak mamy przykład w gwieździe Procyjona.

7) Gwiazdy podwójne przedstawiają często układy słońc, prawami Keppler'a rządzone. Siła ich przyciągania wzajemnego działa i na tych odległych światach według tych samych praw Newton'a, co w układzie słonecznym.

8) Rozważanie ruchów własnych gwiazd prowadzi do wniosku, że cały układ słoneczny porusza się w przestrzeni, dążąc obecnie do punktu, znajdującego się w gwiazdozbiorze Herkulesa. Postaci téj drogi słońca nie znamy, również nie wiemy stanowczo, pod jakim wpływem ruch ten się odbywa. Mädler z porównania ruchów własnych gwiazd przypuszczał, że środek ciężkości całego układu gwiazdowego znajduje się w grupie Plejad, około głównéj gwiazdy téj grupy, Alcyjony. Punkt ten, według Mädler'a, może być zarówno w saméj masie Alcyjony, albotéż być środkiem ciężkości, zewnątrz wszelkiéj masy leżącym. Około tego punktu, według Mädler'a, odbywać się może ruch układu słonecznego. Przypu-

szczenie to nie znalazło dotychczas w nowszych spostrzeżeniach żadnego potwierdzenia.

9) Odległość gwiazd stałych od ziemi zaledwie dla kilkunastu z nich została dotychczas obliczoną; odległość zaś gromadek gwiazd i mgławic jest jeszcze całkiem nieznana.

10) Do poznania rozmiarów i postaci przestrzeni, zajętéj przez gwiazdy stałe, konieczne byłoby poznanie odległości wielkiéj ilości gwiazd. Bez tego, pojęcia o owéj przestrzeni opiérają się tylko na pewnych przypuszczeniach, którym w pomoc przychodzą wyznaczenia gęstości gwiazd i ich położeń w różnych okolicach nieba. Z prac Herschel'ów, W. Struve'go, Argelander'a, Gould'a i innych wynika, jakeśmy to już widzieli (us. 215), że gęstość w rozmieszczeniu gwiazd wzrasta począwszy od biegunów drogi mlecznéj i że na saméj drodze mlecznéj jest największa. Opiérając się na tym fakcie różnéj gęstości gwiazd, W. Herschel dodatkowo przypuścił, że wielkość prawdziwa gwiazd jest mniéjwięcéj równa, a więc że słabsza gwiazda jest odleglejsza, świetniejsza zaś bliższa, a z tego przypuszczenia wyprowadził postać całego układu gwiazdowego podobną do ogromnéj soczewki, któréj kant tworzy drogę mleczną. W pobliżu jéj środka znajduje się układ słoneczny. Przy takim przypuszczeniu łatwo sobie wyobrazić, jeżeli rozmieszczenie gwiazd w przestrzeni jest mniéjwięcéj jednostajne, że promień widzenia, z ziemi do kanta soczewki idący, natrafi na wielką ilość gwiazd przedstawiających się gęstszymi, kiedy skierowany ku płaskiéj stronie soczewki przedstawi tylko pojedyńcze gwiazdy. Przy tym poglądzie trudne jest jednak objaśnienie mgławic nierozwiązalnych, rozmieszczonych zdaleka od drogi mlecznéj; trzebaby przypuścić, że są one zupełnie zewnątrz całego układu gwiazdowego, który przedstawia pojedyńczą gromadkę gwiazd soczewkowatą, nierozwiązalne zaś mgławice są takimiż układami gwiazdowymi, jak ów układ drogi mlecznéj, bardzo daleko od tego układu odsuniętymi. —

To nadzwyczajne rozszérzenie granic wszechświata nie potwierdza się najnowszymi badaniami. Wprawdzie nieznajomość paralaksy pozwala o odległościach drogi mlecznéj i mgławic czynić wszelkie przypuszczenia; ostatnie jednak badania natury gwiazd i ich mas zmuszają do zmodyfikowania niektórych punktów pierwotnéj teoryi Herschel'a.

Przyjęcie jednostajnéj wielkości gwiazd wobec wyżéj wspomnianych obliczeń ich mas upada zupełnie. Widzieliśmy, że masa Syryjusza jest 13,8 raza większa od masy słońca, masa jego towarzysza 6,7 raza większa, masa układu 70 Wężownika 3 razy masę słońca również przenosi.

W przypuszczeniu Herschel'a jednostajnego rozmieszczenia gwiazd,

ruch własny gwiazd słabych byłby wogóle mniejszy od ruchu gwiazd świetniejszych, jako bliższych. Tymczasem zestawienie przez Proctor'a ruchów własnych 1167 gwiazd wcale tego nie potwierdza.

Nadto przypuszczeniu soczewkowatéj postaci układu gwiazdowego sprzeciwiają się pewne ciemne miejsca na drodze mlecznéj, w których gwiazd całkiem niéma, jak w Okręcie Argo lub w Łabędziu. Nie podobna przypuścić tak niesłychanie długiéj przerwy wskróś całéj połowy soczewki idącéj, aby przez nią puste przestwory widziéć można było. Łatwiéj przypuścić, że droga mleczna jest tylko pozornym pierścieniem, a w saméj rzeczy przedstawia pokręconą spiralnie gromadkę gwiazd, która z powodu zakrętów, blisko jednéj płaszczyzny leżących, łatwiéj wytłomaczy pozorne przerwy i rozdwojenia, aniżeli teoryja Herschel'a.

Hypotetyczny rysunek drogi mlecznéj Proctor'a, na fig. 240-éj przedstawiony, bardzo dobrze objaśnia nierówności widzialne drogi mlecznéj. Jeżeli przypuścimy, że w pośrodku spiralnéj gromadki drobnych gwiazd ABCDE, osypanéj przy brzegach świetniejszymi gwiazdami, znajduje się układ słoneczny S, wtedy w kierunku Sa widzielibyśmy taką przerwę, jak w Okręcie Argo, patrząc zaś w kierunku Sb, mielibyśmy widok dwu gałęzi drogi rozdzielonych, jeżeli część DE odchylona jest nieco od płaszczyzny części DC; nakoniec w zakręcie spiralnym Sc widaćby było otwór, jakich parę w drodze mlecznéj dostrzegamy.

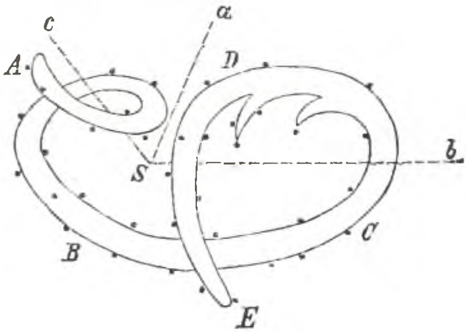


Fig. 240.

Przy tym przypuszczeniu łatwiéj zrozumiéć spostrzegane w niektórych miejscach ostre zakończenia brzegów drogi mlecznéj, które przy teoryi soczewki Herschel'a musiałyby stopniowo zmniejszać się w blasku i niewidocznie przechodzić w rzadsze pojedyncze gwiazdy.

Ruchy własne, spólne pewnym grupom gwiazd różnego blasku, przemawiają także za tym, że słabszy blask niekoniecznie związany jest z większą odległością, ale że słabiéj świecące gwiazdy mogą być także tylko mniejsze.

Wobec dowodów spektralnych stanu gazowego mgławic niepotrzebnym się staje przypuszczenie, że mgławice nierozwiązalnę przez teleskop są gromadkami gwiazd, poza granicami drogi mlecznéj leżącymi. Owszem, możemy przypuszczać, że nie są one od niéj daléj, ale wraz z nią tworzą

jeden układ. Dawne przypuszczenie Keppler'a i Halley'a, że zgęszczenie mgławic może wytwarzać gwiazdy, nie jest od prawdy bardzo dalekie i nie przeczy również wnioskowi, że i układ drogi mlecznéj z podobnéj mgławicy przez takie zgęszczenie mógł powstać. Z wnioskiem tym zgadza się spostrzeżenie, że mgławice nierozwiązalne są wogóle od drogi mlecznéj zdaleka; są one może pozostałościami większéj pierwotnéj mgławicy, odsuniętymi od téj części, która już zgęszczeniu uległa.

Do takich przekonań skłania się dziś Proctor, według którego droga mleczna przedstawia krańce widzialnego wszechświata, utworzone z drobnych gwiazd, w gromadkę spiralną ułożonych; gwiazdy najświetniejsze całego nieba rozmieszczone są w pobliżu drogi mlecznéj, ale nie w niéj; przedstawiają one zgęszczenia już dokonane, a to ich rozmieszczenie jest analogiczne z widokiem wielu mgławic zgęszczających się, przy których brzegach, jak to wyżéj (pod n. 5) było powiedziane, gromadzą się gwiazdy najświetniejsze, jako produkty już dokonanego zgęszczenia.

Według tych wniosków, różniących się od pojęć Herschel'a, całe niebo gwiazd stałych przedstawiałoby jeden wyższy układ gwiazdowy, z ogólnéj mgławicy powstały w granicach drogi mlecznéj; układ słoneczny byłby jednym tylko z niezliczonych układów drugorzędnych, a mgławice pozostałościami ogólnéj masy, znajdującymi się w różnym stopniu zagęszczenia.

Dla potwierdzenia tych wniosków potrzeba przedewszystkim wyznaczyć odległości, a więc paralaksy najdalszych gwiazd i mgławic, bez czego owe wnioski zawsze pozostaną tylko przypuszczeniami.

ROZDZIAŁ X.

HYPOTEZY KOSMOGONICZNE.

---

230. Mimo pozornéj niezmienności praw, rządzących ruchami światów w przestrzeni, i peryjodyczności tych ruchów, dziś dokładnie obliczonych, trudnoby było pogodzić się z myślą, że dziś widziany układ świata i jego stan fizyczny był takim zawsze. Ślady przemian gieologicznych naszéj ziemi, będącéj tylko jedną z planet, już same koniecznie prowadzą do przypuszczeń rozwoju postępowego i stopniowego wszystkich innych planet i słońc. Przypuszczenia te od najdawniejszych czasów powstawały w umyśle ludzkim, a wartość ich była w ścisłym związku ze znajomością prawdziwego układu świata i z postępami nauk fizycznych. Do czasów Kopernika przypuszczenia podobne odbijały w sobie tylko systematy filozoficzne myślicieli i nie mogły rościć prawa do nazwy teoryj naukowych. Rozwój astronomii, oparty na pracach Kopernika, Keppler'a i Newton'a, pozwolił dopiéro przypuszczenia te poprzéć pewnymi prawami mechanicznymi i fizycznymi. Podstawę ich stanowiła siła ciążenia, a postępy fizyki i wszczególności rozwinięcie zasady o przemianie energii przypuszczeniom tym nadały cechę naukową, choć dziś jeszcze nie wychodzą one poza granicę hypotez.

Teoryja kosmogoniczna właściwie powinnaby rozpocząć badania swe od pierwotnego stanu materyi, obdarzonéj znanymi własnościami fizycznymi, i prawami mechaniki i fizyki objaśnić jéj postępowe przemiany aż do dzisiejszego stanu rozwoju świata, dając zarazem możność rozwojem dalszym tychże praw przewidzieć przyszłość światów w najogólniejszych zarysach. O postawieniu jednak takiéj teoryi, mimo postępu badań naukowych, oczywiście mowy dziś być nie może.

Tak np., wiadomości nasze, tyczące się tak zwanych gwiazd stałych, tak dalece różnią się pod względem dokładności od tego, co wiemy o układzie planetarnym, że zadanie główne każdéj hypotezy o powstawaniu światów rozdzielało się zawsze i dziś rozdziela się jeszcze na dwa, niejako oddzielne: tworzenia się słońc z pierwotnéj materyi, «chaosu» starożytnych, i tworzenia się układu planetarnego, najbliżéj nas otacza-

jącego. Teoryje, tyczące się piérwszego zadania, są daleko słabsze od tych, które mają za przedmiot układ planetarny, dziś już nawet dość dokładnie pod względem fizycznym zbadany.

Główną podstawą wszystkich hypotez kosmogonicznych, obu tych zadań dotyczących, jest zagęszczanie się pierwotnéj materyi gazowéj, bardzo lekkiéj, rozlanéj po przestworach, a to pod wpływem sił międzycząsteczkowych, będących atrybutem każdéj materyi. Zagęszczenie takie nawet przed odkryciem siły ciążenia nasuwało się już myślicielom w starożytności; w późniejszych czasach przebłyski téj myśli znajdujemy w pismach Leibnitz'a, Descartes'a, Buffon'a. Swedenborg, naturalista szwedzki, w piérwszych latach wieku XVIII, zanim oddał się mistycyzmowi, na téjże zasadzie oparł swe przypuszczenie o tworzeniu się świata.

Co się zaś tyczy tworzenia się słońc, to do początku wieku XIX nie było prawie żadnych bliżéj określonych przypuszczeń. Odkrycie tysięcy mgławic przez Herschel'a naprowadziło go dopiéro na myśl, po raz piérwszy w postać teoryi ujętą, że gwiazdy są wynikiem zgęszczenia mgławic. Różnorodne ich postaci, od zupełnie nieregularnych, aż do tak zwanych planetarnych, okrągłych, z widocznym jądrem w środku, przedstawiają niejako różne stopnie zgęszczenia. Domysł ten, w roku 1811 ogłoszony, zyskał pod pewnym tylko względem nieco poparcia w dzisiejszych odkryciach spektralnych i wspomnianych wyżéj (us. 229) rozumowaniach Proctor'a. Dowodów jednak na to nauka nie posiada, raz z tego powodu, że stosunkowo krótki czas ścisłéj obserwacyi mgławic nie dostarczył dotychczas żadnego faktu przemiany mgławicy w gwiazdę, a powtóre, że niewszystkie dane rozbioru spektralnego znajdują ścisłe objaśnienie w tegoczesnéj chemii. Mgławice natury gazowéj przedstawiają widmo złożone prawie zawsze z prążek wodoru, niekiedy tylko złączonych z prążkami azotu lub jeszcze jakiegoś nieznanego nam gazu, kiedy widmo gwiazd składa się z prążek metalów rozmaitych. Przypuszczając więc, że owe mgławice są ową pierwotną materyją światów, wnioskowano, że wodór, w mgławicach widoczny, jest jakby pierwotnym pierwiastkiem, z którego powstają inne, dziś za pierwiastki przez chemiją uważane. Wogóle, dotychczasowy stan badań widmowych nie pozwala jeszcze wyjaśnić stosunku mgławic do gwiazd i słońca.

Inaczéj rzecz się ma co do teoryi początku i rozwoju układu planetarnego. Z ogłoszeniem zasad grawitacyi i tymsamym z objaśnieniem znanych już poprzednio praw Keppler'a, ruchy planet i ich satelitów zostały ostatecznie i stanowczo określone wraz z położeniami wzajemnymi ich dróg. Układ słoneczny, choć wówczas z sześciu tylko znanych planet i dziewięciu księżyców złożony, przedstawiał już cechy charakterystyczne jednéj całości. Zauważono wtedy, że kierunek ruchu wszystkich planet

i księżyców po ich drogach był ten sam, od zachodu ku wschodowi, w jakim i ziemia obraca się około słońca, nadto płaszczyzny dróg bardzo mało różniły się od płaszczyzny równika słonecznego. Taka spólność ruchów, w jednéj prawie płaszczyźnie odbywanych, nie może być zdarzeniem przypadkowym i musiała naprowadzać na myśl spólnego początku planet. Puste prawie przestwory międzyplanetarne nie przedstawiają żadnego fizycznego łącznika tych spólnych ruchów, ale nie przeczą przypuszczeniu, że łącznik taki mógł niegdyś istniéć, a następnie zniknąć wskutek stopniowych przemian materyi pierwotnéj.

231. Hypoteza Kant'a. W roku 1755 Kant, filozof królewiecki, wydał dzieło: *«Allgemeine Naturgeschichte und Theorie des Himmels»*, w którym, opiérając się na wzmiankowanych cechach układu planetarnego, piérwszy objawił swe przypuszczenie, tyczące się spólnego początku świata słonecznego. Treść teoryi Kant'a zawiéra się w następnym jego wyrzeczeniu: «Przypuszczam, że wszystkie materyjały, z których się składają globy naszego układu słonecznego, t. j. planety i komety, rozłożone w początku wszechrzeczy na ich elementy pierwotne, wypełniały wówczas całą przestrzeń, w któréj krążą dziś te ciała ukształtowane... W owéj epoce nic jeszcze określonéj postaci nie miało... Utworzenie się ciał niebieskich... jest stanem późniejszym...» Daléj Kant objaśnia, w jaki sposób z pierwotnéj materyi, zalegającéj przestwór dzisiejszego układu, potworzyły się światy oddzielne przez zagęszczanie pod wpływem siły grawitacyi i jak przy pomocy siły odpychającéj mógł się wytworzyć ruch wirowy, ogarniający całą pierwotną masę, a pozostający dodziś w planetach, z niéj powstałych. W dalszych szczegółach swéj teoryi podaje Kant przypuszczenie utworzenia się piérścienia Saturna z gazów oderwanych od planety, rozgrzanéj w bliskości słońca, i tworzących atmosferę z początku bardzo obszerną, podobną do atmosfery komet.

Sposób widzenia rzeczy Kant'a dziś ostać się nie może wobec nowszych odkryć astronomii. Nie tłomaczy on dostatecznie powstania ruchu wirowego całéj masy pierwotnéj; włącza komety do utworów układu planetarnego, co, jak dziś wiemy, jest nieprawdopodobne, w wielu zresztą punktach nie może być w zgodzie z zasadami mechaniki niebieskiéj.

Mimo jednak tych braków, teoryja Kant'a zasługuje na uwagę w nauce, jako piérwsza myśl jedności pochodzenia wszystkich ciał, składających układ słoneczny.

232. Hypoteza Laplace'a. W 40 lat po ogłoszeniu teoryi Kant'a, Laplace, opiérając się również na spólności ruchów planet i księżyców tak co do kierunku, jak i co do płaszczyzn ich dróg, przedstawił swą teoryją tworzenia się planet w dziele: *«Exposition du système du monde»* (r. 1796). Laplace nie tłomaczy powstania słońca z materyi pierwotnéj,

ale przypuszcza już istniejące, otoczone ogromną, rozpaloną, gazową atmosferą, wypełniającą cały dzisiejszy przestwór układu planetarnego. [Stąd powstała nadawana temu przypuszczeniu nazwa hypotezy «nebularnéj» (mgławicowéj); owa bowiém masa gazowa przedstawiałaby się tak, jak dziś widzialne okrągłe, planetarne mgławice, z jasnym zgęszczeniem, jako słońcem, w środku.] Masa owa kulista, będąca w ruchu wirowym, tracąc ciepło przez promieniowanie, stygła, zagęszczała się, a wskutek zmniejszenia objętości ruch jéj obrotowy przyśpieszał się, wytwarzając na powierzchni siłę odśrodkową. Wmiarę przyśpieszania się obrotu, kula płaszczyła się, przybiérając postać elipsojdy obrotowéj, a siła odśrodkowa wzrastała dopóty, dopóki nie przewyższyła siły przyciągania, utrzymującéj cząstki gazowe w łączności ze środkowym słońcem. Wtedy pod wpływem téj siły odśrodkowéj oderwał się od głównéj masy pierścień gazowy, obracający się ruchem nabytym w całéj masie. Wskutek dalszego zagęszczania i przyśpieszania ruchu wirowego masy centralnéj, po pewnym czasie tymże sposobem oderwał się drugi pierścień, potym trzeci i t. d. Pierścienie te spółśrodkowe obracały się około pozostającego w środku słońca, stygnąc wskutek promieniowania. Jeżeli ich gęstość na całym obszarze była jednostajna, wtedy, stygnąc, rozpadały się wskutek zgęszczenia na drobne części, tworząc grupy ciał obiegających tak, jak planetojdy między Marsem i Jowiszem. Jeżeli zaś w pierścieniu znajdowały się miejsca gęstsze, to one, ściągając ku sobie cząstki gazowe z powłoki zewnętrznéj, krzepły na pojedyńczą kulę, w środku gęstszą (przyszłą planetę), otoczoną rozpaloną atmosferą gazów. Przy ściąganiu się pierścienia w kulę, cząstki pierścienia zewnętrzne posiadały nabytą prędkość linijową większą, aniżeli wewnętrzne, obiegające po kole mniejszym w tym samym czasie. Dlatego cząstki gazu, przyciągane do pewnego zgęszczonego punktu z różnymi nabytymi prędkościami, dążyły do niego w kierunku wypadkowéj, piérwsze wyprzedzając ruch ogólny punktu środkowego, a tamte spóźniając się za nim. Rezultatem téj niejednostajnéj prędkości musiał być ruch obrotowy całéj kuli planety, odbywający się w kierunku ruchu obiegowego pierwotnego pierścienia. Atmosfera, otaczająca tworzącą się planetę, była w warunkach pierwotnéj masy słońca, a więc znowu wskutek stygnięcia i ruchu wirowego oddzielała od siebie podobne pierścienie, dające początek księżycom planet. Jeżeli zaś masa pierścienia gazowego była zupełnie jednostajnéj gęstości, to wtedy nie było powodu do skupienia się jéj w jeden księżyc, lecz pękała stygnąc na drobne cząstki, obiegające samodzielnie, czego przykład mamy w układzie pierścieni Saturna.

Komety przez Laplace'a uważane były jako mgły, w przestrzeniach międzygwiazdowych istniejące; wciągnięte w sferę przyciągania słońca

odbywają swe drogi na zasadzie praw Keppler'a, dołączając się do układu planetarnego jako ciała, pierwotnie temuż układowi obce.

Te pojęcia Laplace'a powstały w czasie, kiedy jeszcze nie znano ani rozbioru widmowego, ani teoryi zachowania energii; opiérały się więc tylko na sile ciążenia i ogólnych zasadach ciepła. Te zaś odkrycia pod wieloma względami potwierdziły hypotezę nebularną. Wykrycie pierwiastków ziemskich na słońcu i w atmosferach planet prowadzą koniecznie do pojęcia o jedności pochodzenia planet, będącéj zasadą hypotezy Laplace'a. Dlategotéż, mimo słabych punktów téj hypotezy, nieodłącznych od każdéj hypotezy, jest ona wielce prawdopodobna w głównych zarysach. Wiele szczegółów wymaga jeszcze oddzielnego objaśnienia.

Podczas kiedy Laplace opiérał swe zasady na spólnym kierunku prostym ruchów planet i księżyców, Herschel jednocześnie prawie odkrył dwa księżyce Uranusa (1787); pozostałe dwa Uranusa i księżyc Neptuna odkryte zostały już późniéj. Księżyce te, mające jak wiemy ruch wsteczny, stały się piérwszym niejasnym punktem teoryi. W jaki bowiém sposób ruch ich mógł powstać w kierunku przeciwnym ogólnemu ruchowi, tego zasady Laplace'a nie są w stanie objaśnić.

Prócz tego zarzutu, niezupełnie dziś usuniętego, pozostają do objaśnienia jeszcze inne wątpliwości. Według zasad Laplace'a płaszczyzny dróg planetarnych niepowinnyby się różnić od płaszczyzny równika słońca, co jak wiemy, szczególniéj u niektórych asterójd, nie ma miejsca. Daléj, gęstości planet byłyby zależne od odległości ich od słońca, nakonice czasy obiegów najbliższych planet zbyt wiele rożnią się od czasu obrotu słońca, co nie powinnoby miéć miejsca przez wzgląd na to, że prędkość wewnętrznych cząstek najbliższych pierścieni małoco różnić się mogła od prędkości pozostałéj atmosfery słonecznéj.

Wobec prawdopodobieństwa zasad hypotezy nebularnéj nie jest niemożebne późniejsze wyjaśnienie tych zarzutów. Dziś jest ono jeszcze przedwczesne. —

W ostatnich czasach matematyk angielski, M. G. Darwin, wnosząc z rachunkowego badania zjawiska przypływów w ciałach różnych gęstości, przyszedł do przekonania, że planeta nieostygła może utworzyć księżyc przez oderwanie się części materyjału, stanowiącego zgrubienie równikowe, czyli przypływ, wywołany grawitacyją ciał sąsiednich. Jakkolwiek ta hypoteza Darwina nie może się stosować do całego układu słonecznego, niemniéj jednak może dopomóc do rozjaśnienia niektórych wspomnianych, a do dziś nierozwiązanych wątpliwości w teoryi Laplace'a.

233. Doświadczenie Plateau. Fizyk belgijski, Plateau, zapomocą stosunkowo łatwego doświadczenia fizycznego okazał wpływ siły odśrodkowéj na obracającą się masę płynną. Doświadczenie to wykony-

wa się następującym sposobem. W naczyniu szklanym znajduje się mieszanina alkoholu z wodą w takim stosunku, aby jéj ciężar właściwy był równy ciężarowi właściwemu oliwy, któréj kroplę wpuszcza się do owego płynu alkoholowego. Kropla oliwy, zawieszona w płynie téjże saméj gęstości, przyjmuje postać kulistą. W tę kulkę oliwy wsuwa się ostrożnie cienki pręcik metalowy, na którym osadzona jest w owym środku blaszka okrągła, nieco mniejsza od kropli oliwy, tak, aby blaszka pomieszczona była w środku kulki oliwnéj, koniec zaś pręcika opiérał się o dno naczynia. Wprawiając pręcik w ruch obrotowy, stopniowo przyśpieszany, spostrzegamy następujące zjawiska: kulka oliwy obraca się wraz z pręcikiem i wmiarę przyśpieszania ruchu spłaszcza się, przedstawiając postać elipsojdy obrotowéj, następnie od części równikowéj elipsojdy odrywa się pieścień ciągły z oliwy, który następnie pęka na części, a te, przybrawszy postać kulistą, obiegają wokoło elipsojdy, pozostającéj na pręciku.

Doświadczenie to nie jest naturalnie żadnym stanowczym dowodem prawdziwości hypotezy nebularnéj. Zbyt wiele różnorodnych sił działało w tworzeniu się światów, aby ich działanie udało się naśladować w doświadczeniu gabinetowym. Doświadczenie jednak opisane w sposób bardzo prosty wskazuje możebność zjawisk, pod wpływem siły odśrodkowéj powstających w płynie, na którego zmianę postaci nie wpływa żadna inna siła zewnętrzna.

234. Jedno z obszerniejszych dopełnień teoryi Laplace'a podał w roku 1884 Faye (*Sur l'origine du monde*), usiłując objaśnić wsteczny ruch księżyców Uranusa i Neptuna, które Laplace'owi nie były jeszcze znane, gdyż zaledwie dwa piérwsze dostrzeżone zostały na lat parę przed ogłoszeniem hypotezy nebularnéj.

Z powyższego wiemy, że w pojęciu Laplace'a pierścień, oderwany od wirującéj mgławicy, odbywał daléj swój ruch nabyty tak, jakby był częścią atmosfery, otaczającéj tworzące się słońce, to jest prędkości kątowe jego cząstek były też same na wewnętrznym, co i na zewnętrznym brzegu. Wskutek tego prędkości linijowe tych brzegów były różne, cząstki zdążające do środka pierścienia S (fig. 241) od brzegu zewnętrznego, obdarzone większą prędkością, wyprzedzały ruch powolniejszy środka, biegnąc w kierunku ZZ', cząstki zaś obdarzone ru-

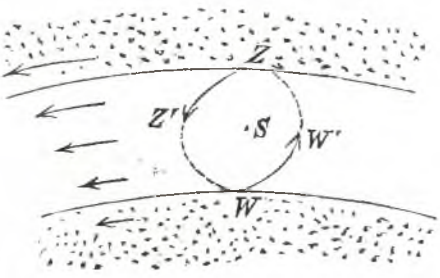


Fig. 241

chem mniejszym spóźniały się względem ruchu środka, idąc po krzywéj WW'. Ruch przeto wirowy tworzącéj się planety, a więc i utworzonych następnie jéj księżyców, musiałby odbywać się w kierunku WW'ZZ', prostym, tak, jak i ruch pierścienia.

Faye stara się dowieść, że przypuszczenie to miejsce mieć może tylko dopóty, dopóki pierścień wirujący nie jest oderwany, ale znajduje się w obrębie ogólnéj mgławicy; wtedy bowiém wraz z całą mgławicą stanowi jednę całość, w któréj siła ciążenia każdéj wewnętrznéj cząstki jest wprost proporcyjonalna względem jéj odległości od środka. W tym położeniu tylko cząstki mgławic, czyto bliższe czy dalsze, ciążąc ku środkowi, zmuszone są wskutek oporu, tarcia jednych o drugie, do odbywania równoczesnego swych dróg kołowych, zachowując prawo równych prędkości kątowych, a zwiększających się linijowych wmiarę odległości od środka. Prawo ciążenia w takiéj masie wyraża się wzorem Ar, gdzie r oznacza odległość od środka, A zaś pewną liczbę stałą, zależną od masy mgławicy. Faye nie tłomaczy powodów ruchu wirowego mgławicy, wykazuje tylko jego możliwość z przykładów mgławic wirowych i spiralnych dziś spostrzeganych i przypuszcza, że w mgławicy prawie kulistéj i jednorodnéj powolne ruchy wirowe cząstek wytworzyły spółśrodkowe pierścienie z ogniskami większéj grawitacyi już wcześniéj, aniżeli siła ciążenia ściągnęła reszty materyi gazowéj ku środkowi. A zatym, przed utworzeniem się słońca już planety z owych pierścieni tworzyć się zaczęły przez ściąganie cząstek pierścienia ku jakiemuś więcéj zgęszczonemu środkowi i ruch ich obrotowy, według powyższego, musiał się wytworzyć w kierunku ogólnego ruchu obrotowego mgławicy.

Całe to położenie zmienić się musiało, skoro zgęszczająca się mgławica ściągnęła cząstki, pozostające od utworzonych pierścieni, ku środkowi i skoro cząstki obwodowe, wskutek siły odśrodkowéj, wytworzonéj przez przyśpieszony obrót, oderwały się w postaci pierścienia. Grawitacyja cząstek pierścienia ku środkowi w pierwszych chwilach po oderwaniu była zrównoważona całkowicie siłą odśrodkową. Cząstki utraciły łączność z całością, nie ulegały tarciu, zmuszającemu je poprzednio do odbywania ruchu z jednakową prędkością kątową, i zaczęły podlegać prawom Keppler'a, jako oddzielne części układu. Siła ciążenia w takim układzie zmienia się odwrotnie proporcyjonalnie względem kwadratów odległości, a prędkość linijowa cząstek względem pierwiastków kwadratowych z tychże odległości. Wyrażenie tego prawa będzie $\frac{B}{r^2}$, gdzie B jest liczbą stałą, zależną od masy słońca. Cząstki pierścienia zewnętrzne będą miały ruch powolniejszy, niż wewnętrzne. Gdy zagęszczenie w pośrednim punkcie pierścienia zaczęło się tworzyć, stanowiąc zawiązek przyszłéj planety, wtedy cząstki, ku temu środkowi dążące, zbaczać musiały w kierunku odwrotnym względem tego, jaki miał miejsce w piérwszym okresie przy pra-

wie Ar, ruch więc obrotowy planety musiał być wsteczny $WW'ZZ'$ jak to schematycznie przedstawia fig. 242-ga.

W ten sposób według przypuszczenia Faye'a utworzyły się planety Uranus i Neptun, których księżyce mają obrót wsteczny, podczas gdy planety bliższe słońca, zacząwszy od Merkurego aż do Saturna, powstały w mgławicy jeszcze nierozdzielonéj, zanim jeszcze utworzyło się słońce.

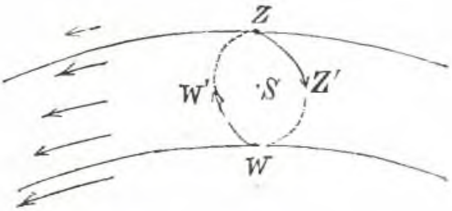


Fig. 242.

Komety według Faye'a pochodzą z téj saméj mgławicy wskutek miejscowych drobnych zgęszczeń, które pod wpływem bardzo różnorodnych ruchów wirowych nie podległy ściągnięciu do słońca, ale wytworzyły ciała oddzielne, obiegające po drogach różnego nachylenia zarówno ruchem prostym jak i wstecznym. —

Teoryja Faye'a, w zarysach tu podana, równie jak i poprzednie, nie jest bez poważnych zarzutów. Główną jéj podstawą jest przypuszczenie, że w pierścieniu oderwanym muszą powstać prędkości ruchu cząstek, zmniejszające się z odległością, zgodnie z prawem $\frac{B}{r^2}$. Temu przypuszczeniu przeczą poszukiwania Hirsz'a, dowodzącego, że w takim razie tarcie cząstek, samą różnicą prędkości wywołane, doprowadziłoby cząstki do jednakowéj prędkości kątowéj, a więc do stanu przez Laplace'a przyjmowanego. Choć stan takiéj równowagi nie może być stały, wystarcza jednak przy rozpoczynającym się zagęszczeniu do wytworzenia ruchu prostego.

Obok tego z prac Roche'a i Kirkwood'a wynika wniosek, że ruch wsteczny przy tworzeniu się planet, według Faye'a powstający, nie może być stały. Mgławica planetarna, z pierścienia utworzona, podlega pod wpływem słońca przypływom i odpływom gazowym, podobnym do przypływów morza, i przyjmuje postać wydłużonéj elipsojdy w kierunku promienia wodzącego, t. j. w kierunku grawitującego słońca. Wskutek takiego działania przypływów, hamujących ruch obrotowy (us. 155), czas obrotu elipsojdy musi powoli zrównać się z czasem obiegu, jak to ma miejsce w księżycu ziemskim, co już stanowi ruch prosty. W tym czasie równości obrotu i obiegu prędkość obiegowa cząstek dalszych jest większa, aniżeli bliższych; istnieją więc warunki pierścienia Laplace'a i gdy ruch ostatecznie zaczyna się przyśpieszać wskutek zgęszczania, musi być prosty.

Wyjątkowe nachylenia osi Uranusa i Neptuna do płaszczyzn ich dróg objaśnia Faye w ogólnych wyrazach napływem niesymetrycznym materyjałów

pierścienia, przechylających równik ku płaszczyznom obiegu. Gdyby nauka znalazła na to dowody, przypuszczenia Faye'a co do ruchu wstecznego byłyby zbyteczne, bo jak powyżéj (ust. 195, 196) było objaśnione, przechylenie osi Uranusa o 98⁰, a Neptuna o 145⁰ od prostopadłości wystarcza do objaśnienia ruchu wstecznego istniejącego, choćby on w początkach tworzenia się był prosty.

Z powyższych uwag należałoby przypuszczać, że ruch wsteczny księżyców Uranusa i Neptuna nie jest pierwotny, lecz że powstał późniéj, wskutek niezbadanych dotąd wpływów, zmieniających pierwotną prostopadłość osi obrotu do płaszczyzny obiegu.

235. W ostatnich rezultatach badań widmowych ciał niebieskich zasady hypotezy nebularnéj ważne znajdują poparcie. Widzieliśmy powyżéj (us. 288), że w widmach gwiazd stałych znajdujemy niezbite dowody tożsamości pierwiastków, z których układ słoneczny się składa. Świadczy to o jedności pochodzenia wszystkich tych słońc odległych, potwierdzając piérwszą myśl Kant'a o materyi pierwotnéj, zalegającéj przestwory «w początku wszechrzeczy». Badania mgławic, przez Huggins'a rozpoczęte, niemniéj do tegoż pojęcia powstawania światów prowadzą. Niektóre mgławice przedstawiają w widmie wszystkie cechy mas gazowych rozpalonych, na wielkich przestrzeniach rozlanych, a mgławice regularne okrągłe, czyli tak zwane planetarne, okazują jaśniejsze jądro w środku, będące prawdopodobnie początkiem zagęszczania. Za kondensacyją przeto, jako podstawą kosmogoniczną, przemawiają fakty spostrzegane.

Według Zöllner'a (r. 1865), zagęszczenie masy gazowéj, w przestrzeni świata będącéj, pozwala rozróżnić pięć okresów:

1) Okres stanu gazowego rozpalonego, jaki zdaje się być właściwy niektórym mgławicom, dającym w widmie jasne prążki wodoru.

2) Okres stanu płynnego rozpalonego, t. j. odpowiadający piérwszemu stopniowi zagęszczenia wskutek utraty ciepła przez promieniowanie. W tym stanie znajdują się prawdopodobnie gwiazdy stałe, w których żadnéj zmiany w natężeniu światła dostrzéc nie możemy.

3) Okres tworzenia się skrzepów na powierzchni płynnéj, a wskutek tego zmniejszanie się peryjodyczne światła, zależne od obrotu ciała tą stroną, na któréj skrzepy nieświecące nagromadziły się w większéj ilości. Niektóre gwiazdy zmienne zdają się być w tym stanie, a prawdopodobnie i te, które w lunetach czerwonymi się wydają. Słońce nasze ze swymi plamami zdaje się, według Zöllner'a, przechodzić z drugiego do trzeciego okresu.

4) Okres tworzenia się skorupy, otaczającéj kulę wewnątrz płynną. W tym okresie ciało przestaje świécić własnym światłem, prócz wy-

padków, w których wybuchy gazów z rozpalonego wnętrza przerywają zastygłą skorupę. Do tego okresu prawdopodobnie można odnieść tak zwane gwiazdy nowe (us. 223), będące właściwie wybuchami wodoru lub innych gazów z wnętrza gwiazd niezupełnie ostygłych.

5) Okres zupełnego ostygnięcia i osadzania pary wodnéj w postaci oceanów. Ciała znajdujące się w tym okresie stygnięcia nam znane są tylko w układzie słonecznym, jako planety nieświécące, a tylko odbijające światło słońca. Trudno mniemać, aby ich i w przestrzeniach międzygwiazdowych nie było, chociaż nie mamy sposobu dostrzeżenia ich, jako nie posiadających światła własnego. Tylko z niektórych gwiazd zmiennych, jak np. Algol (us. 224), domyślać się możemy ich istnienia.

Ta hypoteza stygnięcia stopniowego ciał niebieskich jest dalszym ciągiem hypotezy nebularnéj, dopełnia ją i z wielu względów potwierdza. Badania zaś gieologiczne wykazują z wielkim prawdopodobieństwem, że ziemia nasza była niegdyś w stanie wysokiego rozpalenia i że wszystkie dzisiejsze zmiany jéj powierzchni są tylko dalszym nieprzerwanym ciągiem zmian, jakie hypoteza Laplace'a przypuszcza w rozwoju światów.

KONIEC.

Redaktor i wydawca czasopisma «Bibl. mat.-fiz.»,
Dr. Maryjan A. Baraniecki.